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

Sergio Patricio Torres Flores

Estudo da cinemática de galáxias em grupos compactos

São Paulo

2010

Sergio Patricio Torres Flores

Estudo da cinemática de galáxias em grupos compactos

Tese apresentada ao Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como parte dos requisitos para a obtenção do título Doutor em Ciências.

Área de Concentração: Astronomia

Orientadora: Dr.^(a) Claudia Lucia Mendes de Oliveira

São Paulo

2010

Esta tesis esta dedicada para esas personas que partieron antes de lo que esperaba...

Agradecimientos

En primer lugar, quiero agradecer el constante apoyo de mi familia, en especial de mi madre, la Evita Flores, quien creyó en mí siempre y no dudo ni un minuto en apoyar cualquier decisión que tomase. También quiero agradecer el constante apoyo de mis hermanos, primos y tíos, quienes siempre me daban el ánimo necesario para seguir lejos de mis seres queridos.

Quiero agradecer en forma especial a Karen, mi polola, quien me ha apoyado en todos los momentos, buenos y malos, y siempre ha estado a mi lado sabiendo que la distancia nos podía separar... gracias por todo amor.

También quiero agradecer a los amigos latinos; Raúl & Sandra, Gustavo, Juan, Adrian, Tatiana, Fernanda, quienes siempre me han apoyado aquí en São Paulo. Sin ellos todo hubiese sido mucho más difícil. Gracias por sus eternas sonrisas.

Agora é o momento de agradecer aos meus amigos brasileiros. Eles me acolheram como um deles, independente das fronteiras. Nunca vou esquecer isto. Muito obrigado Pedro, Paty, Rodrigo, Oscaaaaaaar, Tiago... Quero agradecer pela ajuda do Rodrigo, que usou muito do seu tempo na hora de corrigir o português desta tese.

Quero agradecer de maneira especial a minha orientadora, Claudia Mendes de Oliveira. Claudia, muito obrigado por acreditar em mim, por me dar a liberdade para pensar e por não impor limites às idéias. Também quero agradecer a Duília de Mello, que sempre me deu seu apoio na pesquisa. Da mesma maneira, quero agradecer a Henri Plana, que me deu seu apoio naqueles momentos difíceis da vida, a Laerte Sodré Jr. por estar sempre disponível para tirar dúvidas e a todos os meus professores do IAG.

Also, I would like to thank my french supervisor, Philippe Amram, who always motivated me to search an answer for all of our scientific problems. Also, I would like to

thank Benoit Epinat, Izbeth Hernandez-Lopez, Rubens Machado and all the people of the Laboratoire d'Astrophysique de Marseille and also Egide/Eiffel, the institution that gave me the scholarship during the time I spent in France.

Quero agradecer à FAPESP, pelo apoio financeiro, sob o projeto de nº: 2007/07973-3.

*“...Por si no lo saben, de eso está hecha la vida,
sólo de momentos; no te pierdas el ahora...”*

Extracto de “Instantes” de Jorge Luis Borges

Resumo

Esta tese apresenta resultados sobre a estrutura, relações de escala e cinemática para 48 galáxias em 22 grupos compactos de Hickson, sendo que a apresentação de mapas de velocidades, monocromáticos (na linha $H\alpha$) e de dispersão de velocidades são feitos pela primeira vez para 35 galáxias em 12 dos grupos. A partir dos mapas de velocidades e imagens óticas, foi possível obter os parâmetros cinemáticos, morfológicos e as curvas de rotação das galáxias da presente amostra.

Usando as velocidades máximas de rotação para cada galáxia (derivadas das curvas de rotação) e as luminosidades óticas, infravermelhas, as massas estelares e bariônicas, foram estudadas as diferentes relações de Tully-Fisher (TF) para as galáxias dos grupos compactos. Comparando esses resultados com os apresentados por uma amostra de galáxias de campo, foi encontrado que as galáxias de grupos compactos seguem a relação de TF definida pelas galáxias em ambientes menos densos, no entanto algumas galáxias de baixa massa apresentam altas luminosidades para as suas velocidades de rotação. Surtos de formação estelar e atividade nuclear parecem ser os principais fatores que fazem com que as galáxias de baixas massas dos grupos compactos não estejam na relação de TF definida pelas galáxias do campo. Este resultado indica que as velocidades máximas de rotação não são alteradas em galáxias em interação e portanto não há um *stripping* de massa significativo nas galáxias de grupos compactos, dentro de R_{25} .

O uso das curvas de rotação para estudar a distribuição de massas nestas galáxias revelou que estas curvas apresentam um alto grau de assimetria, a qual seria produzida em eventos de interação galáxia-galáxia. Esses eventos, além de perturbar as curvas de rotação, conseguem expulsar parte do gás neutro das galáxias ao meio intra grupo. Usando dados ultravioleta, nesta tese foram encontradas vários sistemas estelares jovens no meio inter-

galáctico de grupos compactos. Esses sistemas podem se converter em galáxias satélites ou simplesmente serem dissolvidos, enriquecendo o meio intragrupo.

Abstract

This thesis presents results on the kinematics, scaling relations and structures of 48 galaxies in 22 compact groups. For 35 galaxies in 12 compact groups, velocity fields, monochromatic maps (derived from $H\alpha$ observations) and velocity dispersion maps are presented for the first time. By using these data, it was possible to determine the kinematic and morphological parameters, the rotation curves and to derive the Tully-Fisher relation for the galaxies in dense environments.

By using the maximum rotational velocity for each galaxy (derived from its rotation curve) and its optical and near-infrared luminosity and mass, the different Tully-Fisher relations for galaxies in compact groups were derived. Comparing these results with the results displayed by galaxies in less dense environments, it was found that galaxies in compact groups agrees with the Tully-Fisher relation defined by non-interacting galaxies. However, some of the low-mass galaxies are off the Tully-Fisher relation, having too high luminosities for their maximum rotational velocities. This scenario can be explained by a burst of star formation and/or by nuclear activity. We conclude that the maximum rotational velocities of compact groups galaxies are not affected during galaxy-galaxy interactions which implies that there is no significant mass stripping in galaxies of compact groups inside their optical radius.

The mass distribution of galaxies in compact groups indicates that the rotation curves of these galaxies are highly asymmetric. The asymmetry could be produced by interactions between galaxies. These interactions, besides affecting the shape of the rotation curve, can eject some neutral gas from the disk of the interacting galaxies into the intragroup medium. By using ultraviolet data, we find several young star-forming regions in the intragroup medium of compact groups. It is still an open question whether these young

stellar systems can survive and become new members of the group or if they will fall back onto their parent galaxies.

Lista de Figuras

1.1	Cenário evolutivo para os grupos compactos baseado no conteúdo de gás neutro das galáxias (Verdes-Montenegro et al. 2001). Os contornos indicam a distribuição de HI	28
1.2	Painel inferior esquerdo: Imagem na banda r do grupo compacto HCG 92. Os contornos correspondem à distribuição de HI. As regiões de formação estelar intergalácticas encontradas por Mendes de Oliveira et al. (2004) são identificadas nos painéis superiores com as letras a, b, c, d. Painel direito: Espectros ópticos das regiões de formação estelar intergalácticas.	29
1.3	Painel superior esquerdo: Imagem óptica do grupo HCG 31. Painel superior central: Imagem no H α . Painel superior direito: Mapa de velocidades para os membros de HCG 31. Painel inferior esquerdo: Curva de rotação para as galáxias HCG 31A+C. Painel inferior direito: Curva de rotação da galáxia HCG 31B.	31
2.1	Galáxias HCG 2a,b. O norte é para cima e o leste é para a esquerda da imagem. HCG 2a está localizada ao leste de HCG 2b. Painel superior esquerdo: imagem na banda R, obtida no CTIO. Painel superior direito: Mapa de velocidades das galáxias. Painel inferior esquerdo: imagem monocromática. Painel inferior direito: Mapa de dispersão de velocidades. A pequena seta na imagem da banda R indica a posição de uma nova fonte (possivelmente de fundo) detectada na análise Fabry-Perot.	48

3.1	Painel esquerdo: Inclinação cinemática versus a morfológica para a amostra de 43 galáxias com inclinações medidas. Círculos abertos e cheios correspondem à galáxias barradas e não barradas, respectivamente. Painel direito: ângulo de posição cinemático versus o morfológico para a amostra de 46 galáxias com ângulos de posição medidos. Círculos abertos e cheios correspondem a galáxias barradas e não barradas, respectivamente.	52
3.2	Painel esquerdo: Histograma das diferenças entre os ângulos de posições cinemáticos e morfológicos. Galáxias sem barra são representadas pela linha pontilhada. Linhas tracejadas representam as galáxias barradas (histograma cheio). Painel direito: Histograma das diferenças entre os centros cinemáticos e morfológicos para as 48 galáxias com centros medidos. Galáxias sem barra são representadas pela linha pontilhada. Linhas tracejadas representam as galáxias barradas (histograma cheio).	53
3.3	Curvas de rotação das galáxias dos grupos compactos. A seta preta no eixo-x representa o raio óptico (R_{25}).	54
4.1	Comparação entre a massa de HI observada e prevista (obtida segundo o método apresentado em Haynes & Giovanelli 1984).	67
4.2	Relação de Tully-Fisher na banda B (painel superior esquerdo), na banda K (painel superior direito), estelar (painel inferior esquerdo) e bariônica (painel inferior direito) para a amostra de galáxias em grupos compactos (círculos cheios) e para a amostra de galáxias de campo (pequenos quadrados). As linhas tracejadas representam o melhor ajuste de mínimos quadrados (tipo bissetor) para a amostra de controle e uma dispersão de 1σ	74
4.3	Comparação entre as diferentes estimativas da massa gasosa para as galáxias dos grupos compactos e sua influência na relação de TF bariônica. À massa estelar de cada galáxia foi acrescentada a seguinte massa gasosa. Estrelas vermelhas: massa gasosa predita. Círculos pretos: massa gasosa observada e/ou massa gasosa predita e escalonada pelo fator 0.24 (ver seção 4.2.4). Triângulos azuis: sem massa gasosa.	79

4.4	Painel esquerdo: Espectro óptico de HCG 49b (obtido da base de dados <i>SDSS</i>). Painel direito: Distribuição espectral de energia para HCG 49b. A linha contínua corresponde a um surto de formação estelar, com uma idade de 8 mega anos, $Z=Z_{\odot}/5$ e uma função inicial de massa tipo Salpeter. Os círculos cheios representam os fluxos observados.	82
4.5	Evolução das luminosidades nas bandas B e K em função do tempo. As diferentes idades do surto de formação estelar estão marcadas nesta figura. Para a população estelar simples, foi assumido um surto de formação estelar com uma função inicial de massa tipo Salpeter.	86
5.1	Perfil de brilho superficial da galáxia HCG 7c. Os triângulos correspondem ao perfil observado, medido usando a tarefa ELLIPSE (Plana et al. 2010), as linhas contínuas correspondem ao bojo e o disco modelados pelo <i>software</i> GALFIT e os asteriscos correspondem à soma do bojo e do disco modelados pelo GALFIT.	91
5.2	Perfil de densidade ISO e NFW versus o raio	93
5.3	Comparação entre os parâmetros derivados para o halo escuro. As galáxias de campo são representadas pelo símbolo x. As galáxias dos grupos compactos são apresentadas por estrelas cheias (a amostra desta tese) e por círculos cheios (amostra apresentada em Plana et al. 2010). Os parâmetros estelares foram derivados utilizando-se a fotometria na banda J. Painel superior esquerdo: densidade central ρ_0 versus o raio do core r_0 para o perfil de densidade NFW e fotometria na banda J. Painel superior direito: densidade central ρ_0 versus o raio do core r_0 para o perfil de densidade NFW e fotometria na banda R. Painel inferior esquerdo: densidade central ρ_0 versus o raio do core r_0 para o perfil de densidade ISO e fotometria na banda J. Painel inferior direito: densidade central ρ_0 versus o raio do core r_0 para o perfil de densidade ISO e fotometria na banda R.	102

5.4	Correlação entre os parâmetros do halo obtidos a partir da fotometria nas bandas J e R e usando-se o perfil de densidade ISO. As estrelas cheias correspondem às galáxias estudadas nesta tese. Os círculos cheios correspondem às galáxias estudadas por Plana et al. (2010). Painel esquerdo: densidade central do halo (ρ_0). Painel direito: raio de core do halo (r_0).	103
5.5	Razão M/L do disco (obtida usando o perfil ISO) versus a magnitude absoluta na banda B. As galáxias de campo são representadas pelo símbolo x. As galáxias dos grupos compactos são apresentadas por estrelas cheias (a amostra desta tese) e por círculos cheios (amostra apresentada em Plana et al. 2010). Painel esquerdo: razão M/L obtida da análise dinâmica. Painel direito: razão M/L obtida usando a metodologia de Bell & de Jong (2001).	105
5.6	Comparação entre as diferentes estimativas de M/L. As galáxias de campo são representadas pelo símbolo x. As galáxias dos grupos compactos são apresentadas por estrelas cheias (a amostra desta tese) e por círculos cheios (amostra apresentada em Plana et al. 2010). Painel esquerdo: razão M/L obtida através do perfil ISO (e do brilho superficial na banda R) versus a razão M/L obtida através das cores ópticas (B&J). Painel direito: razão M/L obtida através do perfil NFW (e do brilho superficial na banda J) versus a razão M/L obtida através das cores ópticas (B&J).	106
5.7	Relação de Tully-Fisher estelar e bariônica para as galáxias dos grupos compactos. Painel superior e inferior esquerdo: massas estelares foram calculadas usando a razão M/L obtida a partir de B&J. Painel superior e inferior direito: massas estelares foram calculadas utilizando-se a razão M/L obtida a partir da decomposição de massas.	107

5.8	Painel superior: perfil de brilho superficial na banda J para a galáxia HCG 2a. A linha tracejada corresponde ao disco usado no modelo de decomposição de massa. A linha pontilhada representa o modelo do bojo. Painel central e inferior: Curva de rotação observada (pontos pretos) e as diferentes componentes de massa nesta galáxia. Linhas tracejadas correspondem à contribuição do disco. Linhas pontilhadas representam o bojo. O halo escuro é representado pela linha ponto-traço-ponto. A linha contínua é a soma de todas as componentes. Painel central (esquerdo): A razão M/L foi obtida a partir da decomposição de massa, utilizando-se o perfil de densidade ISO. Painel central (direito): a razão M/L foi fixada usando a metodologia de B&J. Neste caso também foi usado o perfil de densidade ISO. Painel inferior esquerdo: a razão M/L foi fixada usando a metodologia de BE. Neste caso também foi usado o perfil de densidade ISO. Painel inferior direito: a razão de M/L foi obtida através do modelo de decomposição de massa, usando um perfil de densidade NFW.	109
5.9	Painéis superiores: Ajuste da distribuição de massa da galáxia HCG 2c usando a curva de rotação observada (painel esquerdo) e curva de rotação teórica (painel direito). Paineis inferiores: O mesmo caso apresentado nos painéis superiores, mas neste caso para a galáxia HCG 7d.	120
6.1	Evolução temporal da cor FUV-NUV (com um excesso de cor de $E(B-V)=0.2$).125	
6.2	Imagem NUV do grupo HCG 2. As candidatas para regiões de formação estelar no meio intra grupo estão marcadas por círculos vermelhos e números brancos. As principais galáxias do grupo são etiquetadas com letras brancas.126	
6.3	Painel esquerdo: Imagem NUV do grupo NGC 92. As candidatas a regiões de formação estelar no meio intra grupo estão marcadas por círculos vermelhos e números brancos. As principais galáxias do grupo são etiquetadas com letras brancas. O quadrado vermelho indica a região com observação Fabry-Perot disponível. Painel direito: mapa de velocidades de NGC 92. .	129

6.4	Panel esquerdo: Imagem na banda NUV do grupo HCG 100. Contornos indicam a distribuição de iso-densidades do HI (0.6, 1.2, 2.1, 3.6, 4.4, 5.1, 5.9, 6.6 e $7.4 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$). As candidatas a regiões de formação estelar foram enumeradas. Painel direito: Imagem na banda R de cada região detectada no UV.	131
F.1	Painel superior: perfil de brilho superficial na banda J para a galáxia HCG 2b. A linha tracejada corresponde ao disco usado no modelo de decomposição de massa. A linha pontilhada representa o modelo do bojo. Painel central e inferior: Curva de rotação observada (pontos pretos) e as diferentes componentes de massa nesta galáxia. Linhas tracejadas correspondem à contribuição do disco. Linhas pontilhadas representam o bojo. O halo escuro é representado pela linha ponto-traço-ponto. A linha contínua é a soma de todas as componentes. Painel central (esquerdo): A razão M/L foi obtida a partir da decomposição de massa, utilizando-se o perfil de densidade ISO. Painel central (direito): a razão M/L foi fixada usando a metodologia de B&J. Neste caso também foi usado o perfil de densidade ISO. Painel inferior esquerdo: a razão M/L foi fixada usando a metodologia de BE. Neste caso também foi usado o perfil de densidade ISO. Painel inferior direito: a razão de M/L foi obtida através do modelo de decomposição de massa, usando um perfil de densidade NFW.	256
F.2	Ver descrição da figura F.1	257
F.3	Ver descrição da figura F.1	258
F.4	Ver descrição da figura F.1	259
F.5	Ver descrição da figura F.1	260
F.6	Ver descrição da figura F.1	261
F.7	Ver descrição da figura F.1	262
F.8	Ver descrição da figura F.1	263
F.9	Ver descrição da figura F.1	264
F.10	Ver descrição da figura F.1	265
F.11	Ver descrição da figura F.1	266

Lista de Tabelas

2.1	Dados e detalhes das observações	45
2.2	Configuração instrumental	46
3.1	Propriedades cinemáticas da amostra	55
3.2	Indicadores de interação	57
4.1	Velocidades de rotação máximas da presente amostra	69
4.2	Massas estelares, gasosas e bariônicas das galáxias dos HCG	71
4.3	Parâmetros no ajuste da relação de TF da amostra de controle nas bandas H e K.	75
4.4	Stellar Tully-Fisher fit parameters for the GHASP sample	77
4.5	Parâmetros dos diferentes ajustes da relação de TF bariônica	80
5.1	Parâmetros fotométricos nas bandas J e R	92
5.2	Parâmetros derivados na decomposição de massa para as galáxias dos grupos compactos, usando o perfil de densidade ISO, POP (ISO) B&J, POP (ISO) BE e a fotometria na banda J.	97
5.3	Parâmetros derivados na decomposição de massa para as galáxias dos grupos compactos, usando o perfil de densidade ISO, POP (ISO) B&J, POP (ISO) BE e a fotometria na banda R.	98
5.4	Parâmetros derivados na decomposição de massa para as galáxias dos grupos compactos usando o modelo NFW.	99
5.5	Parâmetros dos ajustes de mínimos quadrados da relação entre ρ_0 e r_0 . . .	101

6.1	Densidade superficial de objetos Σ ($\# \text{objects arcmin}^{-2}$) no IGM dos grupos compactos	126
6.2	Valores estatísticos	127
6.3	Propriedades observadas e derivadas para as regiões de HCG 2	129
6.4	Fontes UV detectadas em HCG 100	132
6.5	Propriedades físicas das regiões	133

Sumário

1. <i>Introdução</i>	25
1.1 Grupos compactos	25
1.2 O que são os grupos compactos de Hickson?	25
1.3 Por que estudá-los?	26
1.4 O conteúdo de gás neutro nas galáxias dos grupos compactos	27
1.5 O meio intergaláctico dos grupos compactos	28
1.6 A cinemática de galáxias em grupos compactos	29
1.6.1 Estudando casos individuais	29
1.6.2 Estudando relações de escala: Relação de Tully-Fisher	30
1.6.3 Modelos de massa e a distribuição de massa do halo escuro	33
1.7 O que vai ser apresentado nesta tese	34
2. <i>Amostras e dados</i>	37
2.1 Amostras	37
2.1.1 Grupos compactos de galáxias	37
2.1.2 GHASP <i>survey</i>	42
2.2 Dados	42
2.2.1 Imagens e fotometria ultravioleta: bandas FUV e NUV	43
2.2.2 Imagens, fotometria e espectroscopia óptica: bandas r e R	43
2.2.3 Imagens e fotometria no infravermelho próximo: bandas J, H e K	43
2.2.4 Mapas de HI	44
2.2.5 Bases de dados: HyperLeda	44

2.2.6	Observações Fabry-Perot	45
3.	<i>Propriedades cinemáticas das galáxias dos grupos compactos</i>	49
3.1	Análise	49
3.1.1	Determinação de parâmetros morfológicos e cinématicos	49
3.2	Resultados	51
3.2.1	Parâmetros cinemáticos	52
3.2.2	Curvas de rotação	54
3.2.3	Indicadores de interação	56
4.	<i>Relação de Tully-Fisher</i>	59
4.1	Análise	59
4.1.1	Velocidades de rotação	60
4.1.2	Fotometria para as galáxias de campo e em grupos compactos . . .	61
4.1.3	Razão massa-luminosidade e massas estelares	63
4.1.4	Massas dos bárions	64
4.2	Resultados	67
4.2.1	Relação de Tully-Fisher óptica: amostra de controle e HCGs	72
4.2.2	Relação de Tully-Fisher infravermelha: amostra de controle e HCGs	73
4.2.3	Relação de Tully-Fisher estelar: amostra de controle e HCGs	75
4.2.4	Relação de Tully-Fisher bariônica: amostra de controle e HCGs . .	77
4.2.5	Galáxias que não seguem a relação de TF: idades e abundâncias de HCG 49b e HCG 96c	81
4.3	Discussão	82
4.3.1	A importância de se ter uma boa amostra de controle	83
4.3.2	O efeito das interações entre galáxias na relação TF	84
5.	<i>Modelos de massas para as galáxias da amostra</i>	89
5.1	Análise	89
5.1.1	Fotometria infravermelha: banda J	89
5.1.2	Fotometria óptica: bandas r e R	90
5.1.3	Perfis de brilho superficial: contribuição da componente estelar . . .	90
5.1.4	Perfis do halo: contribuição do halo escuro	93

5.1.5	Estimativa de velocidade total de rotação	93
5.1.6	Razão massa-luminosidade: Uma aproximação dinâmica e fotométrica	94
5.1.7	Usando estimativas dinâmicas e fotométricas para M/L: a relação de Tully-Fisher	96
5.2	Resultados	96
5.2.1	Parâmetros do halo escuro	96
5.2.2	Estimativa dinâmica de M/L	101
5.2.3	Estimativa fotométrica de M/L	103
5.2.4	Comparação entre os valores de M/L	104
5.2.5	Relação de TF estelar e bariônica	104
5.2.6	Propriedades individuais de cada galáxia	108
5.3	Discussão	116
5.3.1	Diferenças entre a razão M/L derivada através de cores ópticas e através da curva de rotação	117
5.3.2	Relação de Tully-Fisher: uma aproximação dinâmica	118
6.	<i>O conteúdo do meio intra grupo de grupos compactos</i>	121
6.1	Seleção dos sistemas	122
6.2	Descrição dos sistemas	122
6.3	Dados disponíveis	122
6.4	Análise	123
6.4.1	Características das fontes	123
6.4.2	Deteção de fontes e fotometria	123
6.4.3	Evolução da cor FUV-NUV em função do tempo: estimativa de ida- des e massas	124
6.5	Resultados	125
6.5.1	Densidade superficial de regiões de formação estelar	125
6.5.2	Cores e idades das candidatas a regiões de formação estelar no IGM.	128
6.5.3	Um caso particular: HCG 100	130
6.6	Discussão	131

7. Conclusões	137
7.1 A cinemática de galáxias em grupos compactos	137
7.2 Um sub-produto da interação entre galáxias	139
7.3 Perspectivas	140
Referências	143
Apêndice	151
A. Kinematics of galaxies in Compact Groups. Studying the B-band Tully-Fisher relation	153
B. GHASP: an $H\alpha$ kinematic survey of spiral and irregular galaxies IX. The NIR, stellar and baryonic Tully-Fisher relation and its implications on dynamical parameters . . .	179
C. The K-band, stellar and baryonic Tully-Fisher relation for Hickson compact group galaxies	193
D. Star formation in the intragroup medium and other diagnostics of the evolutionary stages of compact groups of galaxies	221
E. Searching for Star Formation Outside Galaxies: Multiwavelength Analysis of the Intragroup Medium of Hickson Compact Group 100	247
F. Perfis de brilho superficial na banda J e modelos de massa para galáxias dos grupos compactos	255

Introdução

1.1 Grupos compactos

Grupos compactos são sistemas com 4 a 7 galáxias muito próximas entre si, onde a separação média entre as galáxias é da ordem do diâmetro desses sistemas e onde a dispersão de velocidades do grupo é da ordem de $\sim 200 \text{ km s}^{-1}$. Os primeiros estudos de grupos compactos datam das décadas 60 e 70. O primeiro catálogo contendo grupos compactos foi publicado por Vorontsov-Vel'yaminov (1959, 1977). Os grupos apresentados nesse trabalho foram selecionados com base nos sinais visíveis de interação em seus membros. Fazendo um estudo mais estatístico, Rose (1977) usou dois critérios quantitativos para criar uma amostra de grupos compactos, achando assim 170 tripletos de galáxias, 33 quartetos e 2 quintetos. Na década dos 80, Hickson (1982) gerou uma outra amostra de grupos compactos, a qual é detalhada a seguir.

1.2 O que são os grupos compactos de Hickson?

Hickson (1982) definiu os grupos compactos pelos seguintes critérios:

$$N \geq 4 \quad (\text{membros}) \tag{1.1}$$

$$\theta_N \geq 3\theta_G \quad (\text{isolamento}) \tag{1.2}$$

$$\bar{\mu}_G < 26.0 \quad (\text{tamanho}) \tag{1.3}$$

onde N é o número total de galáxias dentro de três magnitudes da magnitude do objeto mais brilhante. $\bar{\mu}_G$ é a magnitude total dessas galáxias por segundo de arco ao quadrado, calculada a partir da média no menor círculo (diâmetro angular θ_G) que contém os centros geométricos. O parâmetro θ_N é o diâmetro angular do maior círculo concêntrico que não contém galáxias dentro do intervalo de magnitudes mencionado.

Este catálogo contém 100 grupos que seguem os critérios listados acima. Hickson et al. (1992) estimaram o *redshift* das galáxias dos 100 grupos compactos estudados fotometricamente, descobrindo que várias galáxias eram objetos de fundo ou galáxias mais próximas que os membros do grupo. Com isso, embora a definição de grupo compacto dada por Hickson exigia originalmente, a presença de 4 ou mais galáxias, 92 grupos compactos correspondem a tripletos de galáxias.

1.3 Por que estudá-los?

O cenário de formação e evolução de galáxias mais aceito até agora é o hierárquico (modelo padrão). Neste caso, as galáxias evoluem de menores a maiores estruturas, através da fusão entre galáxias. Suspeita-se que o resultado final desta sequência de fusões seja uma galáxia elíptica, a qual apresentaria uma população estelar velha e seria dominada pela dispersão de velocidades das estrelas, e não pela rotação do sistema como um todo. A principal chave para a compreensão do cenário hierárquico é a fusão de galáxias. Vários estudos foram realizados com o objetivo de estudar a morfologia de galáxias distantes e examinar como esta morfologia evolui no tempo (Abraham et al. 1996, Elmegreen et al. 2009). Recentemente, alguns pesquisadores vêm estudando a cinemática das galáxias distantes, para assim descobrir se essas são dominadas por rotação ou não (Forster Schreiber et al. 2006, 2009). Até agora, as principais dificuldades destes estudos provêm da resolução dos dados e dos fluxos observados, dois problemas associados com as grandes distâncias nas quais estes objetos se encontram. Se as fusões entre galáxias são um fenômeno comum no Universo distante, por que não estudar esses fenômenos no Universo local, onde se tem dados com boa resolução? Neste sentido, quais podem ser os melhores ambientes para se estudar galáxias em fusão? É aqui que entram os grupos compactos de galáxias.

Devido à proximidade das galáxias, os grupos compactos contêm, em sua maioria, sistemas que se encontram em interação. Os grupos compactos nos oferecem desta forma uma

oportunidade única de estudar, com dados de qualidade e boa resolução, os fenômenos que são comuns no Universo distante. Eles são considerados ótimos laboratórios para o estudo da influência de um meio ambiente denso sobre a cinemática e morfologia das galáxias. Acredita-se que as galáxias em grupos compactos evoluam de forma a constituírem sistemas cada vez mais densos, através de processos que vão desde a fricção dinâmica até a fusão total em um só objeto. Todas as razões descritas acima fazem com que os grupos compactos de galáxias sejam sistemas ideais para se estudar o processo de evolução das galáxias.

1.4 O conteúdo de gás neutro nas galáxias dos grupos compactos

Verdes-Montenegro et al. (2001) estudaram o conteúdo de gás neutro das galáxias dos grupos compactos. Esses autores compararam a massa observada de HI nas galáxias dos grupos compactos com a massa predita de gás que essas galáxias deveriam ter, segundo seu tipo morfológico e a sua luminosidade óptica. Assim, a deficiência de gás neutro foi definida como:

$$Def_{HI} = \log[M(HI)_{pred}] - \log[M(HI)_{obs}] \quad (1.4)$$

onde $M(HI)_{obs}$ corresponde à massa observada e $M(HI)_{pred}$ é a massa predita para cada galáxia, a qual depende do seu tipo morfológico e luminosidade na banda B (Haynes & Giovanelli 1984). Verdes-Montenegro et al. (2001) descobriram que os grupos compactos em geral apresentam uma deficiência na quantidade de gás neutro. Esta deficiência na quantidade de gás neutro nas galáxias dos HCG poderia estar associada com as forças de maré que existem no ambiente dos grupos compactos. Somado a este cenário, parte do gás neutro das galáxias pode ter sido jogado fora do disco destas, durante episódios de interação entre galáxias. Estes episódios formariam nuvens de gás neutro (Williams et al. 1991) e caudas de maré (Hibbard et al. 2001), as quais podem ficar no meio intergaláctico. Em função desses resultados, Verdes-Montenegro et al. (2001) fizeram uma classificação do estágio evolutivo dos grupos compactos, a qual é apresentado na Figura 1.1

Figura 1.1: Cenário evolutivo para os grupos compactos baseado no conteúdo de gás neutro das galáxias (Verdes-Montenegro et al. 2001). Os contornos indicam a distribuição de HI

1.5 O meio intergaláctico dos grupos compactos

Quando se fala de meio intergaláctico, geralmente este não é associado à formação estelar. No caso dos grupos compactos, o meio intra-grupo pode ser rico em gás neutro. Dadas certas condições de densidade, este gás, convertido em molecular, pode formar novos sistemas estelares. Estes sistemas podem ir desde aglomerados estelares (Knierman et al. 2003) até galáxias anãs de maré (Mirabel et al. 1992, Duc & Mirabel 1998, Weilbacher et al. 2000, Bournaud et al. 2004, Mendes de Oliveira et al. 2006). Recentes estudos usam a distribuição do hidrogênio no meio intergaláctico e dados ultravioletas para a

busca de regiões de formação estelar fora das galáxias (e.g. Neff et al. 2005). Por outro lado, Mendes de Oliveira et al. (2004) usaram dados espectroscópicos para conhecer as propriedades físicas de várias regiões HII intergalácticas (IHII) no grupo HCG 92 (Figura 1.2), as quais foram encontradas nas caudas de maré de HI que este grupo apresenta.

Figura 1.2: Paineis inferior esquerdo: Imagem na banda r do grupo compacto HCG 92. Os contornos correspondem à distribuição de HI. As regiões de formação estelar intergalácticas encontradas por Mendes de Oliveira et al. (2004) são identificadas nos painéis superiores com as letras a, b, c, d. Paineis direito: Espectros ópticos das regiões de formação estelar intergalácticas.

Devido à evolução das populações estelares presentes nestes sistemas, o meio intergaláctico dos grupos poderia ser enriquecido de metais, tornando os grupos compactos ótimos laboratórios para se estudar o enriquecimento químico do meio intergaláctico.

1.6 A cinemática de galáxias em grupos compactos

1.6.1 Estudando casos individuais

É bem conhecido que galáxias em grupos compactos apresentam uma série de sinais de interação na sua cinemática, devido ao fato de serem objetos que se encontram em ambientes de altas densidades. Alguns destes sinais são: mudanças do ângulo de posição

cinemático ao longo do raio, desalinhamentos entre o ângulo de posição gasoso e estelar e curvas de rotação assimétricas. Neste contexto, uma série de estudos foram desenvolvidos para entender as propriedades das galáxias dos grupos compactos. Por exemplo, em um estudo detalhado de HCG 18, Plana et al. (1999) mostraram que este sistema é na verdade uma única galáxia irregular com glóbulos de formação estelar e não um grupo, como pensado originalmente. Já HCG 92 revelou ser um dos grupos mais interessantes do catálogo de Hickson, onde foi detectada uma grande quantidade de gás frio e ionizado no meio intra-grupo. Um estudo detalhado da cinemática interna de cada membro do grupo HCG 31 (Figura 1.3) mostrou que o sistema está em fase de “pre-merging” (Amram et al. 2004, Amram et al. 2007). A partir da Figura 1.3 (painéis superiores), é possível ver como os membros A e C estão se fundindo. Nos painéis inferiores da mesma figura, é possível observar a assimetria das curvas de rotação das galáxias neste grupo compacto.

A partir de mapas monocromáticos da linha de $H\alpha$ e dos mapas de velocidades de 25 galáxias já estudadas foi possível calcular as massas de gás ionizado e massas totais das galáxias (Amram et al. 2003 e Plana et al. 2003).

Devido à perturbada cinemática que as galáxias dos grupos compactos apresentam, as curvas de rotação apresentadas podem ser afetadas. Por exemplo, se devido a uma interação uma galáxia perde parte significativa de sua massa, esse fato se refletirá na curva de rotação. Neste sentido, um teste para avaliar se as interações entre galáxias podem afetar suas massas é estudar a relação entre a massa luminosa e a massa total desses sistemas e comparar estes resultados com os que são apresentados por galáxias em ambientes menos densos.

1.6.2 Estudando relações de escala: Relação de Tully-Fisher

Luminosidade versus velocidade de rotação

Inúmeros estudos foram feitos para estudar a relação de Tully-Fisher, a qual envolve a luminosidade e a velocidade de rotação das galáxias. Esta relação é importante para a determinação de distâncias extragalácticas (e. g. Pierce & Tully 1988, Tully & Pierce 2000), no estudo da evolução das galáxias (Puech et al. 2008) e para impor vínculos aos modelos cosmológicos de formação de galáxias (Portinari & Sommer-Larsen 2007).

Embora a relação de TF seja um importante teste para os modelos de evolução de

Figura 1.3: Painel superior esquerdo: Imagem óptica do grupo HCG 31. Painel superior central: Imagem no H α . Painel superior direito: Mapa de velocidades para os membros de HCG 31. Painel inferior esquerdo: Curva de rotação para as galáxias HCG 31A+C. Painel inferior direito: Curva de rotação da galáxia HCG 31B.

galáxias, sua origem não é clara. Alguns pesquisadores sugerem que esta relação possui origem cosmológica (e.g. Avila-Reese, Firmani & Hernández 1998), enquanto outros sugerem que esta relação é dominada por processos de formação estelar (e. g. Silk 1997).

Tully & Pierce (2000) acharam que a inclinação da relação de TF depende da banda fotométrica utilizada na sua construção. Assim, a inclinação é menos íngreme no óptico, ficando mais inclinada na região do NIR. Este efeito parece estar associado com as populações estelares das galáxias. Desta forma, o uso das bandas no infravermelho próximo (NIR) na construção da relação de TF tem se mostrado bastante útil, devido ao fato de que as bandas NIR apresentam uma baixa extinção interna (menor do que aquela existente nas bandas ópticas, segundo Verheijen 2001). Além disso, as razões massa-luminosidade são menos contaminadas por populações estelares jovens.

Massa bariônica versus velocidade de rotação

Embora a relação de TF seja conhecida por ser dependente da luminosidade das galáxias, alguns autores têm substituído a luminosidade pela massa estelar das galáxias. Esta relação é conhecida como a relação de TF estelar e tem sido estudada por vários autores (e. g. Bell & de Jong 2001). McGaugh et al. (2000) observaram que as galáxias de baixa massa não seguem a mesma relação que as galáxias de alta massa. Esses autores descobriram que a adição da massa do gás à massa estelar de cada galáxia faz com que elas passem a seguir a mesma relação. Esta é conhecida como a relação de TF bariônica. Ela compara a massa bariônica de uma galáxia, i.e. a soma das massas em estrelas, de HI, de H₂ e de He, com a massa total desta, a qual está ligada à velocidade de rotação da galáxia. A origem desta relação ainda é incerta. Embora algumas simulações cosmológicas consigam reproduzir a inclinação indicada por esta relação, ainda não foi possível reproduzir seu ponto zero (Portinari & Sommer-Larsen 2007). Nos últimos anos, esta relação foi alvo de inúmeros estudos (McGaugh et al. 2000, McGaugh 2005, Kassin et al. 2006, Bell & de Jong. 2001, Geha et al. 2006). Todos eles encontraram diferentes inclinações e pontos zero para os ajustes de suas amostras, provavelmente devido aos diferentes critérios de seleção usados para a escolha das galáxias. Outros autores têm estudado as implicações da relação de TF bariônica para as galáxias em alto *redshift* (e. g. Puech et al. 2010). Esses autores acharam que o ponto zero da relação de TF bariônica não parece mudar desde um *redshift*

de 0.6 até o atual, concluindo que galáxias em $z \sim 0.6$ não precisam de uma fonte externa de gás para manter a sua formação estelar.

Relação de Tully-Fisher para os grupos compactos

Mendes de Oliveira et al. (2003) estudaram a relação de Tully-Fisher óptica para uma amostra de 25 galáxias. Estes autores descobriram que a relação de Tully-Fisher de galáxias em grupos compactos é igual a de galáxias normais, em contraste com o resultado obtido anteriormente por Rubin, Hunter & Ford (1991). A única diferença que Mendes de Oliveira et al. (2003) encontraram entre galáxias em grupos compactos e aquelas da amostra de controle foi que as galáxias de baixa massa em grupos compactos apresentam uma luminosidade muito alta para a sua velocidade de rotação ou uma velocidade de rotação máxima muito baixa para a sua luminosidade. Estes autores sugeriram que surtos de formação estelar ou perda de massa do halo escuro são as razões mais prováveis para que as galáxias de baixa massa não estejam na relação de Tully-Fisher definida pelas galáxias de campo. No entanto, checar os cenários propostos por Mendes de Oliveira et. al (2003) não é trivial. Estes estudos requerem o conhecimento da história de formação estelar, além do conhecimento detalhado da distribuição de massa de cada galáxia.

1.6.3 Modelos de massa e a distribuição de massa do halo escuro

Uma maneira de investigar se as interações entre galáxias podem remover parte da massa das galáxias (seja massa bariônica ou massa escura) é conhecendo a contribuição da massa do disco, do bojo, do gás e do halo escuro para a curva de rotação observada. Basicamente, isto é feito a partir do perfil de brilho superficial do disco e do bojo, assim como da distribuição de densidade do gás neutro, conforme sugerido por Carignan & Freeman (1985). Esses parâmetros são convertidos em massa e assim ajustados à curva de rotação observada. No caso da componente estelar (o bojo e o disco), os perfis de brilho superficial devem ser convertidos em massa através da razão massa-luminosidade (chamada M/L ou Υ_*). Este valor relaciona a massa e a luminosidade de uma galáxia, sendo uma das maiores incertezas neste tipo de estudos. Para se determinar o valor desta razão, usam-se duas aproximações. Primeiro, se para uma dada galáxia tem-se a curva de rotação observada, o valor da razão massa-luminosidade pode ser obtido através do ajuste

das diferentes componentes de massa listadas acima na curva de rotação. Segundo, pode-se fazer uso de modelos de populações estelares para se obter esta razão. Desta forma, Bell & de Jong (2001) correlacionaram a razão massa-luminosidade com as cores apresentadas por uma amostra de galáxias. Estes autores encontraram grandes diferenças entre os valores desta razão em galáxias de diferentes tipos morfológicos. Além disso, eles constataram que os valores desta constante também mudam dependendo se são usadas cores ópticas ou infravermelhas.

1.7 O que vai ser apresentado nesta tese

Nesta tese será apresentado um estudo das propriedades cinemáticas de uma amostra de galáxias próximas, as quais encontram-se em grupos compactos. Esses grupos pertencem ao catálogo de Hickson (1982). Para isto, serão usados mapas de velocidades e curvas de rotação, derivados de dados Fabry-Perot. É importante notar que embora o objetivo principal desta tese seja o estudo cinemático das galáxias dos grupos compactos, o uso de dados em diferentes comprimentos de onda é crucial para se interpretar os resultados encontrados.

Esta tese está estruturada da seguinte forma. No Capítulo 2 se apresentará a amostra de grupos compactos usada neste trabalho, assim como os mapas de velocidades, monocromáticos (em $H\alpha$) e de dispersão de velocidades. No Capítulo 3 serão apresentados os parâmetros cinemáticos das galáxias e estes serão comparados aos valores obtidos da morfologia das galáxias. No Capítulo 4 será estudada a relação de Tully-Fisher óptica, infravermelha, estelar e bariônica para a amostra de controle usada neste trabalho e para a amostra de galáxias em grupos compactos. No Capítulo 5 serão apresentados os modelos de massa para 12 galáxias, para assim se entender a contribuição do disco, do bojo e do halo na massa total de cada galáxia. No Capítulo 6 será apresentada uma busca por regiões de formação estelar no meio intragrupo de uma amostra de 7 grupos, para os quais se tem dados ultravioletas obtidos com o satélite *GALEX*. Finalmente, no Capítulo 7 serão apresentadas as conclusões deste trabalho. Nos Apêndices A ao E são apresentados os artigos escritos durante o período deste doutorado, correspondentes aos vários capítulos desta tese. O Apêndice A, artigo que se encontra em fase de impressão na revista *Astronomy & Astrophysics* se refere aos capítulos 2, 3 e 4. O Apêndice B, o qual vai ser submetido em

breve à revista MNRAS, se refere ao Capítulo 4 desta tese. O Apêndice C, é um artigo que foi submetido à revista *Astrophysical Journal* e ele também se refere ao Capítulo 4. O Apêndice D, publicado na revista *Astronomy & Astrophysics*, se refere aos capítulos 2, 3 e 6 desta tese. O Apêndice E, publicado na revista *Astronomical Journal* se refere ao Capítulo 6 desta tese. Finalmente, no Apêndice F são apresentadas algumas figuras que não estão presentes no corpo da tese. Em todos os artigos mencionados, com exceção do apresentado no Apêndice E, o primeiro autor é Sergio Torres-Flores e, portanto, este material deve ser considerado como parte integrante desta tese.

A cosmologia utilizada nesta tese corresponde a $\Omega_M = 0.3$, $\Omega_\Lambda = 0.7$ e $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

Amostras e dados

Neste capítulo serão apresentadas a amostra de grupos compactos e a amostra de controle usadas com o fim de comparar as propriedades das galáxias em grupos compactos e em meios menos densos. Também neste capítulo serão apresentados todos os dados utilizados ao longo desta tese. Para um completo estudo do estágio evolutivo de cada grupo, foram analisados dados desde o ultravioleta distante até o infravermelho próximo, e particularmente dados Fabry-Perot na região do $H\alpha$, cuja análise é o principal estudo desta tese.

2.1 Amostras

2.1.1 Grupos compactos de galáxias

A amostra de galáxias estudada neste trabalho foi selecionada do catálogo de Hickson et al. (1992) com exceção de um grupo (NGC 92) que pertence aos catálogos de Rose (1977) e de Iovino (2002). Esta amostra está constituída de grupos próximos, com velocidades sistêmicas menores que 10500 km s^{-1} . A seguir são listados os grupos compactos que serão estudados nesta tese, além de algumas das suas principais propriedades.

HCG 2

Este grupo compacto é formado por 3 galáxias com velocidades radiais similares. A galáxia HCG 2a, a mais brilhante do grupo no óptico, é classificada como uma SBd. HCG 2b é classificada como uma galáxia irregular compacta (cI) por Hickson (1993), sendo a fonte mais brilhante no infravermelho distante (FIR) (Allam et al. 1996). HCG 2c é uma

galáxia tipo SBc.

HCG 7

Este grupo é formado por três galáxias espirais (Sb, SBc and SBc) e uma galáxia SB0 (Hickson 1993). As galáxias HCG 7a e HCG 7c tem uma forte emissão no infravermelho distante (Allam et al. 1996, Verdes–Montenegro et al. 1998). A emissão do núcleo de HCG 7a é similar a de uma região HII (Shimada et al. 2000).

HCG 22

Duas galáxias espirais e uma elíptica formam o triplete central de HCG 22, as quais têm tipos morfológicos E2 (HCG 22a), Sa (HCG 22b) e SBcd (HCG 22c) (Hickson 1993). HCG 22d e HCG 22e não estão no mesmo *redshift* dos outros três membros. A galáxia elíptica HCG 22a foi classificada como uma galáxia Seyfert 2 anã, a qual não apresenta nenhum excesso no infravermelho (Gallagher et al. 2008). Por outro lado, Verdes-Montenegro et al. (1998) apresentaram um limite superior para as luminosidades infravermelhas de HCG 22b e HCG 22c: $\log L_{IR} < 8.55 L_{\odot}$ e $\log L_{IR} = 8.88 L_{\odot}$, respectivamente.

HCG 23

Segundo a análise do gás neutro deste grupo feita por Verdes Montenegro et al. (2001), HCG 23 não apresenta sinais de interação entre seus membros. Williams & van Gorkom (1995) acharam que o HI está associado com as galáxias individuais e não com o meio intragrupo. Este grupo compacto parece formar parte de uma estrutura maior (Williams & van Gorkom 1995).

HCG 37

Este grupo é formado por 5 galáxias. O membro mais brilhante, HCG 37a, tem uma morfologia E7 (Hickson 1993), seguido pelas galáxias HCG 37b (Sbc), HCG 37c (S0a), HCG 37d (SBdm) e HCG 37e (E0). Coziol et al. (2004) classificaram as galáxias HCG 37a como LINER anã (dLINER), 37b como LINER, 37c como AGN de baixa luminosidade e 37d como uma galáxia com formação estelar (SFG). Verdes-Montenegro et al. (2001) acharam que 87% da massa de gás neutro esperada para o grupo não está presente.

HCG 40

Este quinteto está composto por uma galáxia elíptica (HCG 40a), uma galáxia lenticular (HCG 40b) e três galáxias espirais (HCG 40c, d, e). As galáxias HCG 40a, 40d e 40e foram classificadas como fontes de emissão em radio (dLINER, LINER e Seyfert 2, respectivamente) por Coziol et al. (1998). Coziol et al. (2004) re-classificaram esses objetos como uma galáxia sem emissão, e duas SFG, respectivamente. HCG 40e é uma fonte FIR segundo Allam et al. (1996). No cenário evolutivo baseado na deficiência do gás neutro, Verdes-Montenegro et al. (2001) classificaram HCG 40 como um grupo tipo 3b, onde está faltando 89% da massa esperada de HI.

HCG 47

Este grupo contém quatro galáxias. HCG 47a é uma galáxia tipo SBb (Hickson 1993), a qual apresenta uma estrutura em forma de anel em sua região sudeste (Fasano et al. 1994). Allam et al. (1996) acharam que HCG 47a e HCG 47b são fontes de emissão em rádio. Esses dois objetos foram classificados como fontes FIR por Allam et al. (1996).

HCG 49

Este pequeno e compacto quarteto de galáxias tem um diâmetro angular de 36 kpc (0.9", Hickson et al. 1982) e é o grupo mais distante da presente amostra (140 Mpc). HCG 49a e HCG 49b são duas galáxias de tipo tardio, HCG 49c é uma galáxia Im e HCG 49d é uma galáxia tipo E5 (Hickson 1993). No cenário proposto por Verdes-Montenegro et al. (2001), HCG 49 é um grupo bem evoluído, onde o gás neutro forma uma nuvem que contém todas as galáxias do grupo, apresentando um só gradiente de velocidades.

HCG 54

Hickson et al. (1989) classificaram três galáxias deste grupo como irregulares e uma como Sdm. Neste grupo, Verdes-Montenegro et al. (2002) acharam várias caudas de maré gasosas além de várias *shells*. Em função desses resultados, esses autores argumentam que este grupo é um remanescente de uma fusão de galáxias. Neste trabalho é apresentado somente o mapa de velocidades no apêndice, mas o objeto não é utilizado nos estudos subsequentes.

HCG 56

Este quinteto de galáxias é formado por uma galáxia de tipo tardio (HCG 56a), uma galáxia SB0 (HCG 56b) e três objetos tipo S0 (56c, 56d e 56e). Enquanto HCG 56a, 56d e 56e foram classificadas como SFG, HCG 56b é uma galáxia Seyfert e HCG 56c é uma galáxia sem emissão (Coziol et al. 2004). Allam et al. (1996) detectaram os membros 56b, 56e e 56d nos comprimentos de onda de 25, 60 e 100 μ . Este grupo só apresenta 19% da massa de HI predita (Verdes-Montenegro et al. 2001).

HCG 68

Grupo formado por duas galáxias lenticulares (HCG 68a, 68e), duas elípticas (68b e 68d) e uma galáxia de tipo espiral (HCG 68c). Membros 68a, 68b e 68c foram classificados como AGN por Shimada et al (2000), embora Coziol et al. (2004) re-classificaram HCG 68a como uma galáxia sem linhas de emissão. Verdes-Montenegro et al. (2001) detectaram só 33% da massa de HI esperada para este grupo.

HCG 79

O sexteto de galáxias HCG 79 é um dos grupos compactos mais densos do catálogo de Hickson com uma distância média galáxia-galáxia de apenas ~ 9 kpc, sendo ao mesmo tempo um dos grupos mais isolados deste mesmo catálogo (Durbala et al. 2008). Neste trabalho é apresentado somente o mapa de velocidades no apêndice, mas o objeto não é utilizado nos estudos subsequentes.

HCG 92

Conhecido também como o “quinteto de Stefan”, HCG 92 é um dos grupos compactos mais estudados na literatura. Estes estudos vão desde os raios-X até o rádio. Neste grupo, a maior parte do gás neutro está localizado no meio intra-grupo, devido às interações entre as galáxias membros. Plana et al. (1999) e Mendes de Oliveira et al. (2001) já estudaram a cinemática deste grupo, através do uso de dados Fabry-Perot.

HCG 93

Este grupo é formado por duas galáxias espirais barradas, HCG 93b e HCG 93c, uma galáxia E1 (HCG 93a) e uma galáxia SB0 (HCG 93d, Hickson 1993). Shimada et al. (2000) e Coziol et al. (2004) classificaram os membros 93a e 93c como AGN. HCG 93b foi classificada como uma SFG por Coziol et al. (2004). Neste grupo, está faltando cerca de 84% da massa esperada HI (Verdes-Montenegro et al. 2001).

HCG 100

O último grupo compacto do catálogo de Hickson é formado por quatro galáxias tipo tardio. HCG 100a é uma galáxia Sb, HCG 100b é um objeto irregular, a qual apresenta caudas de maré nos comprimentos de onda do óptico, HCG 100c é uma galáxia espiral barrada e HCG 100d é uma galáxia espiral *edge-on*. Plana et al. (2003) estudaram a cinemática das galáxias deste grupo compacto e concluíram que todos os membros de HCG 100 apresentam claros sinais de interação.

NGC 92

Este grupo é também conhecido como Rose 34 (Rose 1977) e SCG 0018-4854 (Iovino 2002). Ele é formado pelas galáxias NGC 92, NGC 88, NGC 89 e NGC 87 (Rose 1979). NGC 92 e NGC 88 foram classificados como LINER por Coziol et al. (2000), enquanto NGC 89 é uma galáxia Seyfert 2 (Pompei et al. 2007). A galáxia NGC 92 (tipo morfológico Sa segundo Prugniel et al. 1998) apresenta uma proeminente cauda de maré na sua região sudeste.

Para o estudo da cinemática dos grupos HCG 2, 7, 22, 37, 40, 47, 49, 56, 68, 93 e NCG 92 foram obtidos mapas Fabry-Perot pela primeira vez neste trabalho. Como foi citado acima, os grupos HCG 92 e 100 foram estudados anteriormente por Plana et al. (1999) e Plana et al. (2003) respectivamente. Para o grupo HCG 23 não se tem dados Fabry-Perot disponíveis. Nenhuma análise será feita para o sistema HCG 54 devido ao fato deste objeto não corresponder a um grupo compacto (Verdes-Montenegro et al. 2002). No caso de HCG 79, Durbala et al. (2008) apresentaram dados Fabry-Perot deste grupo. Além disso, Mendes de Oliveira et al. (2003) já estudaram a curva de rotação da galáxia HCG 79d (único objeto para o qual pode-se obter uma curva de rotação). Por essas razões não

foi feita uma análise detalhada deste grupo. Embora a cinemática dos grupos HCG 92 e HCG 100 tenham sido previamente estudadas, neste trabalho será estudada a formação estelar no meio intergaláctico desses sistemas. Este é o principal motivo para acrescentar esses grupos a este estudo. Ademais, nos capítulos 3 e 4 adicionamos a nossa amostra outros 9 grupos estudados por Mendes de Oliveira et al. (2003). Estes são HCG 10, 16, 19, 87, 88, 89, 91, 96 e 100. Isto é feito para melhorar as estatísticas no estudo das relações de Tully-Fisher em grupos compactos.

2.1.2 GHASP survey

Para poder identificar se há peculiaridades nas propriedades cinemáticas de galáxias em ambientes de alta densidade precisa-se de uma amostra de galáxias em ambientes menos densos, i.e., galáxias de campo. Neste trabalho utilizou-se como amostra de controle a amostra do *survey* GHASP (Epinat et al. 2008a,b). Esta amostra consiste de 203 galáxias, a maioria delas sem companheiras próximas, as quais foram observadas usando o instrumento Fabry-Perot CIGALE (Amram et al. 1991) principalmente no telescópio de 1.93 m do *Observatoire de Haute Provence* (OHP).

Epinat et al. (2008a,b) estudaram, de uma maneira homogênea, a cinemática destas galáxias, através da determinação dos parâmetros cinemáticos e curvas de rotação desses objetos. Para se ter uma comparação a mais homogênea possível, neste trabalho utilizou-se o mesmo método que Epinat et al. (2008a,b) utilizaram para a redução dos dados das galáxias do *survey* GHASP.

2.2 Dados

Nesta seção serão descritos os dados usados nesta tese. Embora o principal objetivo desta tese seja o estudo das propriedades cinemáticas das galáxias em grupos compactos e suas relações de TF e modelos de massa, a utilização de dados em diferentes comprimentos de onda possibilitou também o estudo do estágio evolutivo de cada grupo como um todo.

2.2.1 Imagens e fotometria ultravioleta: bandas FUV e NUV

Os dados foram obtidos usando o satélite *Galaxy Evolution Explorer* (*GALEX*) no UV próximo (NUV $\lambda_{\text{eff}}=2271\text{\AA}$) e no UV distante (FUV $\lambda_{\text{eff}}=1528\text{\AA}$). Neste estudo foram usados dados de arquivos e dados próprios (programas 73 e 31 do ciclo 1). Fluxos nas bandas FUV e NUV foram obtidos através da seguinte equação (Morrissey et al. 2005):

$$m_{\lambda} = -2.5 \log[F_{\lambda}/a_{\lambda}] + b_{\lambda} \quad (2.1)$$

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 $b_{NUV}=20.08$ para FUV e NUV, respectivamente.

O campo de visão do *GALEX* é de $1^{\circ}.28$ e $1^{\circ}.24$ em FUV e NUV, respectivamente. A escala de pixel é de $1.5'' \text{ pixel}^{-1}$.

2.2.2 Imagens, fotometria e espectroscopia óptica: bandas r e R

Imageamento na banda R foi feito para os grupos HCG 2, 23 e 100 no Observatório Interamericano de Cerro Tololo (CTIO) usando o telescópio Blanco. Para HCG 22 o imageamento foi feito no telescópio Keck II. Os dados para HCG 22 foram descritos em da Rocha et al. (2002). No caso de NGC 92, o imageamento na banda R foi feito no telescópio NTT, no observatório La Silla. HCG 92 foi observado com o telescópio Gemini nos filtros g, r e i. Detalhes encontram-se disponíveis em Mendes de Oliveira et al. (2004). Para HCG 7 e HCG 49, imageamento na banda r encontra-se disponível na base de dados do *Sloan Digital Sky Survey* (*SDSS*). Detalhes das observações e do processo de redução de dados encontra-se disponível no Apêndice D desta tese (Torres-Flores et al. 2009).

Quando necessário, procurou-se por dados espectroscópicos para as galáxias dos grupos compactos, com o fim de estimar idades ou metalicidades. Esses dados foram principalmente obtidos do *SDSS*. Se para algum objeto não havia espectro no *SDSS*, procurou-se pelas razões de linhas $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$, $[\text{OII}]/\text{H}\beta$ e $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ na literatura para a determinação das metalicidades.

2.2.3 Imagens e fotometria no infravermelho próximo: bandas J, H e K

Imagens e magnitudes nas bandas do infravermelho próximo foram obtidas da base de dados *Two Micron All Sky Survey* (2MASS, Skrutskie et al. 2006). Neste trabalho foram

consideradas as magnitudes na isofota de $20 \text{ mag arcsec}^{-1}$ ($m_{J20,H20,K20}$). Embora o uso da magnitude total fosse a mais lógica, essa magnitude é obtida a partir de uma extrapolação da magnitude na isofota de $20 \text{ mag arcsec}^{-1}$ usando perfis de brilho superficial. Karachentsev et al. (2002) acharam que a extrapolação da $m_{J20,H20,K20}$ não é muito precisa para galáxias que não têm um perfil de brilho superficial bem definido. Para evitar usar valores equivocados nas magnitudes infravermelhas, neste trabalho preferiu-se usar as magnitudes na isofota de $20 \text{ mag arcsec}^{-1}$. A escala de pixel para as imagens do 2MASS é de $1''$. Pontos de zero e tempos de exposição estão disponíveis no *header* de cada imagem. Para 71 galáxias da amostra de controle foram listadas magnitudes nas bandas J, H e K no banco de dados do 2MASS. No caso das galáxias dos HCG, há dados nessas bandas para 35 galáxias.

2.2.4 Mapas de HI

Neste estudo, a distribuição do hidrogênio neutro no meio intergaláctico foi utilizada apenas para fixar limites espaciais na procura das regiões de formação estelar, exceto quando os dados foram calibrados.

Mapas de HI não publicados, embora disponíveis em formato GIF no *homepage* de L. Verdes-Montenegro, foram utilizados para os grupos HCG 2 e HCG 7. Mapas de HI para HCG 22, 23, 92 and NGC 92 estão disponíveis em diversos artigos (Price et al. 2000, Williams & van Gorkom, Verdes-Montenegro et al. 2001 e Pompei et al. 2007). No caso de HCG 100, os dados de HI foram observados no *Very Large Array* (VLA, configuração D), onde o principal investigador foi Lourdes Verdes-Montenegro.

2.2.5 Bases de dados: HyperLeda

Quando for preciso, magnitudes, ângulos de posição, correções por extinção ou outros parâmetros das galáxias dos grupos compactos ou da amostra de controle serão obtidos da base de dados HyperLeda¹ (Paturel et al. 2003). O objetivo científico desta base de dados é o estudo da física e da evolução das galáxias.

¹ <http://leda.univ-lyon1.fr>

Tabela 2.1 - Dados e detalhes das observações

HCG	Telscópio & data da observação	Tempo de Exp. (horas)	Obj. <i>Scan</i> Å
2ab	ESO Sep 2000	1.2	6657
2c	ESO Sep 2000	0.9	6657
7ad	ESO Sep 2000	1.5	6655
7bd	ESO Sep 2000	0.9	6655
22bc	ESO Sep 2000	1.1	6621
37a	CFHT March 2000	2.1	6710
37d	CFHT March 2000	2.1	6710
40	CFHT March 2000	1.9	6709
47	CFHT March 2000	2.3	6771
49	CFHT March 2000	2.3	6780
54	CFHT March 2000	1.9	6594
56	CFHT March 2000	2.3	6747
68ab	CFHT March 2000	1.9	6613
68c	CFHT March 2000	1.9	6616
79	CFHT Aug 1996	1.2	6661
93ac	CFHT Aug 1996	1.2	6675
93b	CFHT Aug 1996	1.2	6665
N92	ESO Sep 2000	0.9	6637

2.2.6 Observações Fabry-Perot

As observações dos grupos compactos foram feitas utilizando-se um instrumento Fabry-Perot chamado MOSFP (Amram et al. 2003) acoplado ao *Canada-France-Hawaii telescope* (CFHT) ou pelo instrumento CIGALE (Amram et al. 1991) acoplado ao telescópio de 3.6 metros do *European Southern Observatory*, (ESO), usando um detector CCD ou um sistema de contagem de fótons, respectivamente. O campo de visão de cada imagem foi de 4 minutos de arco, centrado em cada grupo no caso do ESO e 5.8 minutos de arco no caso do CFHT. As escalas de placa foram $0.405''/\text{pixel}$ e $0.800''/\text{pixel}$ para as observações feitas no telescópio de 3.6m do ESO e no CFHT, respectivamente. Detalhes dos tempos de exposição e comprimentos de onda centrais amostrados são apresentados na Tabela 2.1. Na Tabela 2.2 são apresentados detalhes das observações.

Redução de dados

Para a redução dos dados Fabry-Perot foi utilizado o pacote desenvolvido por Daigle et al. (2006b). Uma das maiores vantagens deste pacote de redução frente aos outros, como

Tabela 2.2 - Configuração instrumental

Parâmetros	Valores		
Observação:			
Telescópio	CFHT 3.6m	CFHT 3.6m	ESO 3.6m
Instrumento	MOS/FP	MOS/FP	CIGALE
Data	1996 ago	2000 Mar	2000 set
Calibração:			
Luz de neon	λ 6598.95 Å	λ 6598.95 Å	λ 6598.95 Å
Ordem do interferômetro @ H α	1162	1162	793
Intervalo espectral livre @ H α (km s $^{-1}$)	265	258	378
Amostragem:			
Número de canais	24	28	32
Passo na amostragem Å (km s $^{-1}$)	0.24 (11.0)	0.21 (9.2)	0.26 (11.8)
Detetor:	CCD	CCD	IPCS

ADHOCw (Boulesteix 2002), é a possibilidade de fazer um *binning* espacial dos dados, através do método de mosaicos de Voronoi (ver Cappellari & Copin 2003), permitindo melhorar a resolução espacial em regiões com uma emissão intrinsicamente fraca (como regiões localizadas entre braços espirais). Neste processo, a razão sinal-ruído (SNR) de um *bin* é obtida cada vez que um novo pixel é acrescentado ao *bin*. Quando o valor da SNR (definido a priori pelo usuário) é alcançado, nenhum novo pixel é acrescentado ao *bin*. Uma outra vantagem deste pacote de redução é a interface gráfica que é simples e fácil de usar, que permite fazer a redução dos dados sem maiores problemas (chamada “reducWizard”). Para rodar o programa basta entrar com os parâmetros básicos das observações, como o comprimento de onda do *scan*, o comprimento de onda da calibração, o número de canais, além do nome do diretório que contém os dados de calibração e dados de ciência.

Neste trabalho, o valor do SNR foi estimado como: $SNR = \sqrt{fluxo}$. Quando a adição de pixels permitiu obter um valor de SNR igual a 6 ou 8 (para o sistema de contagem de fótons ou para o detector CCD, respectivamente) não foram acrescentados mais pixels ao *bin*. O resultado obtido através deste processo de redução é um cubo de dados calibrado em comprimento de onda, a partir do qual são derivados os mapas do contínuo, monocromático, de dispersão de velocidades e de velocidades radiais.

Embora o pacote de redução desenvolvido por Daigle et al. (2006b) apresente muitas vantagens sobre o pacote de redução ADHOCw, ele também apresenta alguns problemas na redução de dados obtidos com detectores CCDs. Isto se deve aos maiores tempos

de exposição que são utilizados para se obter as observações com detectores CCD, em comparação com os sistemas de contagens de fótons. No primeiro caso, devido aos longos tempos de exposição em cada canal, podem ocorrer variações de fluxo de um canal para outro. Isto não acontece no caso das observações com sistemas de contagens de fótons, onde os tempos de exposição são da ordem de segundos por cada canal, assim evitando variação significativa no fluxo observado. Para corrigir o problema descrito aqui, foi preciso fazer uso do programa de redução de dados ADHOCw. Este programa permite escolher uma região de céu livre da emissão de galáxias, permitindo corrigir as variações de fluxo em cada canal.

Um outro problema que se apresentou na redução de dados foi uma limpeza espúria dos mapas monocromáticos, do contínuo, de velocidades e de dispersão de velocidades gerada pelo método de Daigle et al. (2006b). Todos os mapas obtidos através de dados observados com um detector CCD ficaram com sinais dos anéis de calibração. Assim, os mapas de velocidades radiais e de dispersões de velocidades tiveram que ser limpos dos resíduos localizados fora das galáxias (usando o programa ADHOCw) utilizando o mapa monocromático como *template*. Dessa maneira, os mapas de velocidades e de dispersão de velocidades finais ficaram só com a informação dos objetos que apresentaram emissão no $H\alpha$.

Uma detalhada explicação do processo de redução de dados encontra-se disponível nos Apêndices A e D (Torres-Flores et al. 2010a, 2009).

Mapas do contínuo, monocromático, de dispersão de velocidades e velocidades para as galáxias da amostra.

Nesta seção são apresentados os mapas do contínuo, monocromático, de dispersão de velocidades e de velocidades das galáxias HCG 2a e HCG 2b (Figura 2.1). Os mapas para as demais galáxias da amostra são apresentados nos apêndices A e D (Torres-Flores et al. 2010a, 2009). A partir destes mapas serão obtidos os parâmetros cinemáticos e curvas de rotação das galáxias dos grupos compactos (ver Capítulo 3).

Figura 2.1: Galáxias HCG 2a,b. O norte é para cima e o leste é para a esquerda da imagem. HCG 2a está localizada ao leste de HCG 2b. Pannel superior esquerdo: imagem na banda R, obtida no CTIO. Pannel superior direito: Mapa de velocidades das galáxias. Pannel inferior esquerdo: imagem monocromática. Pannel inferior direito: Mapa de dispersão de velocidades. A pequena seta na imagem da banda R indica a posição de uma nova fonte (possivelmente de fundo) detectada na análise Fabry-Perot.

Propriedades cinemáticas das galáxias dos grupos compactos

No presente capítulo serão investigadas as principais propriedades morfológicas e cinemáticas das galáxias dos grupos compactos e serão obtidas suas curvas de rotação.

3.1 Análise

3.1.1 Determinação de parâmetros morfológicos e cinemáticos

As inclinações, ângulos de posição (PA) e os centros das galáxias podem ser estimados através da morfologia (usando imagens ópticas) ou da cinemática (usando os mapas de velocidades desses objetos).

Parâmetros morfológicos

As inclinações foram calculadas a partir da razão axial das galáxias: $\cos(b/a) = i$. Neste caso b e a correspondem aos semi-eixos menor e maior das galáxias medidos até o raio da isofota de 25 mag arc⁻² (Hickson 1993). O centro de cada galáxia foi considerado como o pico no fluxo da imagem no contínuo. O PA morfológico corresponde ao PA do eixo maior da galáxia na isofota de 25 mag arc⁻². Para cada galáxia, estes valores foram obtidos da literatura (base de dados HyperLeda) e conferidos visualmente. Esses parâmetros são listados na Tabela 3.1

Parâmetros cinemáticos

A velocidade no plano de uma dada galáxia pode ser expresso por:

$$V_{obs}(R) = V_{sys}(R) + V_{rot}(R)\cos(\theta)\sin(i) + V_{exp}(R)\sin(\theta)\sin(i) + V_z(R)\cos(i) \quad (3.1)$$

onde $V_{rot}(R)$ corresponde à velocidade de rotação da galáxia, $V_{exp}(R)$ é a velocidade de expansão, $V_z(R)$ corresponde aos movimentos verticais da galáxia, i é a inclinação do objeto e R e θ correspondem a coordenadas polares no plano galáctico.

O valor de θ está relacionado com a inclinação, com o PA, com a posição e centro da galáxia x , y , x_0 e y_0 através de:

$$\cos(\theta) = R\cos(\phi) \quad (3.2)$$

$$\sin(\theta) = R \frac{\sin(\phi)}{\cos(i)} \quad (3.3)$$

$$\cos(\phi) = \frac{(y - y_c)\cos(PA) - (x - x_c)\sin(PA)}{r} \quad (3.4)$$

$$\sin(\phi) = -\frac{(x - x_c)\cos(PA) + (y - y_c)\sin(PA)}{r} \quad (3.5)$$

$$r = \sqrt{(x - x_c)^2 + (y - y_c)^2} \quad (3.6)$$

$$R = r \sqrt{\cos^2(\phi) + \frac{\sin^2(\phi)}{\cos^2(i)}} \quad (3.7)$$

Supondo que a velocidade de rotação é a componente dominante do vetor de velocidades no plano galáctico, tem-se:

$$V_{obs}(R) = V_{sys}(R) + V_{rot}(R)\cos(\theta)\sin(i) \quad (3.8)$$

e, em função da velocidade de rotação:

$$V_{rot}(R) = \frac{V_{obs}(R) - V_{sys}(R)}{\cos(\theta)\sin(i)} \quad (3.9)$$

Com o uso das equações listadas acima, os centros, PAs, inclinações e velocidades sistêmicas foram obtidos através de uma minimização do χ^2 entre o mapa de velocidade

observado e um mapa modelado (o qual depende desses parâmetros cinemáticos), segundo o método desenvolvido por Epinat et al. (2008a). Para uma rápida convergência, os parâmetros iniciais do ajuste foram os mesmos parâmetros morfológicos descritos acima. Parâmetros cinemáticos que minimizaram o χ^2 são listados na Tabela 3.1.

Curvas de rotação

Uma vez conhecidos os melhores parâmetros cinemáticos para as galáxias dos grupos compactos, estes foram utilizados para a construção das curvas de rotação. Neste caso, a inclinação e o centro de cada galáxia foram fixados, segundo os valores morfológicos e o PA foi estimado automaticamente, a partir do mapa de velocidades do objeto. Na determinação das curvas de rotação excluiu-se uma região de 22.5 graus ao redor do eixo menor da galáxia. Esta exclusão se deve à dependência do $\cos \theta$ que a velocidade de rotação (equação 3.9) apresenta no denominador. Ao excluir estas regiões são evitados valores de θ próximos a 90 graus que levariam a velocidades infinitas.

3.2 Resultados

Na Tabela 3.1 são listados os parâmetros cinemáticos e morfológicos determinados neste capítulo e a seguir é feita uma descrição de cada coluna da tabela:

Coluna 1: Número do grupo.

Coluna 2: Membro do grupo.

Coluna 3: Ângulo de posição determinado a partir do mapa de velocidades.

Coluna 4: Ângulo de posição listado em Mendes de Oliveira et al. (1992). Este valor foi estimado para o semi eixo de comprimento igual a $2h^{-1}\text{kpc}$.

Coluna 5: Ângulo de posição óptico, obtido da base de dados HyperLeda. Este valor é determinado como o ângulo de posição da isofota de 25 mag arcsec⁻² (na banda B).

Coluna 6: Inclinação determinada através do mapa de velocidades.

Coluna 7: Inclinação morfológica obtida através da razão dos eixos medidos na isofota de 25 mag arcsec⁻² da imagem na banda B ($\cos(b/a) = i$).

Coluna 8: Inclinação morfológica obtida da base de dados HyperLeda.

Coluna 9: Velocidade sistêmica obtida de Hickson (1993).

Column 10: Velocidade sistêmica deduzida a partir do mapa de velocidades.

Coluna 11: Velocidade radial para cada galáxia, corrigida pelo *infall* de Virgo. Esses valores foram obtidos do banco de dados do HyperLeda.

Coluna 12: Diferença, em segundos de arco, entre os centros morfológicos e cinemáticos.

3.2.1 Parâmetros cinemáticos

Nas Figuras 3.1 e 3.2 são feitas comparações entre as inclinações, os PAs e os centros obtidos dos mapas de velocidades e da morfologia. Na Figura 3.2 não são consideradas as galáxias HCG 47a e 47d, devido ao fato de que não foi possível calcular os valores dos centros para estas galáxias automaticamente.

Figura 3.1: Painei esquerdo: Inclinação cinemática versus a morfológica para a amostra de 43 galáxias com inclinações medidas. Círculos abertos e cheios correspondem às galáxias barradas e não barradas, respectivamente. Painei direito: ângulo de posição cinemático versus o morfológico para a amostra de 46 galáxias com ângulos de posição medidos. Círculos abertos e cheios correspondem às galáxias barradas e não barradas, respectivamente.

A Figura 3.1 (painel da esquerda) apresenta uma boa correlação entre as inclinações cinemáticas e morfológicas, exceto para alguns casos. Entretanto, deve-se ter em conta que a maior parte dos mapas de velocidades de galáxias em grupos compactos apresenta claros sinais de interações. Deste modo, e devido à boa correlação achada na Figura 3.1, decidiu-se usar neste trabalho a inclinação morfológica derivada das imagens ópticas (estas últimas são mais simétricas que os mapas de velocidades). A partir desta figura é possível notar que a presença de uma barra (círculos abertos) não parece influenciar a determinação da inclinação cinemática em galáxias de grupos compactos.

Na Figura 3.1 (painel da direita) é apresentada a relação entre os PA morfológicos e cinemáticos. Os PA morfológicos apresentam erros maiores do que os valores cinemáticos. Os valores dos PA cinemáticos foram conferidos visualmente. Neste sentido, a determinação destes parâmetros é robusta, razão pela qual estes valores serão utilizados neste trabalho.

Figura 3.2: Painel esquerdo: Histograma das diferenças entre os ângulos de posições cinemáticas e morfológicas. Galáxias sem barra são representadas pela linha pontilhada. Linhas tracejadas representam as galáxias barradas (histograma cheio). Painel direito: Histograma das diferenças entre os centros cinemáticos e morfológicos para as 48 galáxias com centros medidos. Galáxias sem barra são representadas pela linha pontilhada. Linhas tracejadas representam as galáxias barradas (histograma cheio).

Na Figura 3.2 (painel da esquerda) é apresentado o histograma das diferenças entre os PA determinados cinematicamente e morfolologicamente. As linhas tracejadas representam as galáxias não barradas, enquanto o histograma cheio corresponde às galáxias barradas. Da Figura 3.2 é possível notar que a maioria das galáxias sem barras têm diferenças de PAs menores que 20 graus. No caso de galáxias barradas, a diferença entre os PA não apresenta

nenhum pico na distribuição. Neste caso, as diferenças entre os PA vão de 0 até 80 graus.

Na Figura 3.2 (painel da direita) é apresentada a diferença (em segundos de arco) entre a posição do centro cinemático e morfológico. Para HCG 2a, 7d e 49c detectou-se uma mudança na posição do centro cinemático com respeito ao centro morfológico maior do que $10''$. Este fato sugere uma inadequada determinação do centro morfológico, o que foi confirmado visualmente. Nesta figura foram excluídas as galáxias HCG 47a e 47d, pois não foi possível obter uma determinação do centro cinemático destes objetos.

Em função desses resultados, as curvas de rotação das galáxias da presente amostra foram construídas usando as inclinações e centros morfológicos. O ângulo de posição foi deixado como parâmetro livre, tendo sido obtido automaticamente, segundo o procedimento dado em Epinat et al. (2008a).

É importante notar que não foi feito nenhum estudo do grupo compacto HCG 54, devido a sua natureza peculiar. De fato, Verdes-Montenegro et al. (2002) classificaram este grupo como uma só galáxia.

3.2.2 Curvas de rotação

Nesta seção são apresentadas as curvas de rotação para as galáxias HCG 2a e HCG 2b (Figura 3.3). As restantes curvas de rotação desta amostra estão disponíveis no Apêndice A (Torres-Flores et al. 2010a).

Figura 3.3: Curvas de rotação das galáxias dos grupos compactos. A seta preta no eixo-x representa o raio óptico (R_{25}).

Tabela 3.1 - Propriedades cinemáticas da amostra

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)
HCG	Galaxy	PA _{kin} deg	PA _{morph} deg	PA _{morph} deg	i _{kin} deg	i _{morph} deg	i _{morph} deg	V _{sysHICK} km s ⁻¹	V _{sysFP} km s ⁻¹	v _{vir} km s ⁻¹	δ _{Ckin-morph} arcsec
2	a	42±4	3	8±13	68±13	61±2	65	4326	4347	4375	42.2
	b	5±3	28	3±90	49±12	30±21	43	4366	4357	4365	1.3
	c	168±4	132	158±18	...	57±3	64	4235	4266	4284	2.4
7	a	179±2	153	165±13	67±3	61±2	76	4210	4198	4178	0.6
	d	85±3	58	35±34	31±12	43±7	44	4116	4104	4081	12.3
22	c	101±2	70	179±90	...	25±14	90	2728	2572	2444	6.8
37	d	68±4	58	108±90	60±15	38±29	36	6207	6308	6236	0.8
40	c	120±2	125	134±8	74±4	75±2	90	6890	6888	6341	1.6
	e	8±10	72	57±21	...	70±6	80	6625	...	6383	0.0
47	a	42±3	42	14±25	24±11	47±5	67	9581	9507	9622	...
	d	15±1	165	174±54	16±4	39±12	32	9471	9325	9533	...
49	a	42±8	57	49±90	18±10	22±23	43	9939	9812	10196	9.1
	b	91±3	72	85±31	51±7	49±7	59	9930	9787	10190	4.5
	c	175±4	98	100±90	11±6	39±31	45	9926	9784	10185	23.7
56	a	174±1	172	173±7	75±3	75±1	90	8245	8374	8455	1.6
68	c	31±1	119	34±25	30±4	36±4	54	2313	2515	2550	1.0
93	b	173±4	156	39±8	79±6	70±1	68	4672	4625	4776	1.3
	NGC 92	146±2	149	149±12	48±6	63/62±2	70	3219	3412	3132	0.7

3.2.3 Indicadores de interação

Usando os mapas de velocidades apresentados no capítulo anterior e as curvas de rotação apresentadas na seção anterior, estudou-se os principais indicadores de interação de cada galáxia. Para isto, foi utilizado o esquema desenvolvido por Mendes de Oliveira et al. (1998). A seguir são enumerados os principais indicadores de interação para as galáxias dos grupos compactos e na Tabela 3.2 indica-se qual indicador está presente em cada objeto.

1. Presença de fortes peculiaridades no mapa de velocidades do objeto, o qual pode apresentar movimentos não circulares.
2. Assimetrias nas curvas de rotação. Neste caso não é possível sobrepor os dois lados da curva de rotação, independente se é escolhido o centro cinemático ou morfológico da galáxia.
3. Desalinhamento entre o PA da componente gasosa e estelar. Neste caso deve-se tomar certas precauções com a presença de barras nas galáxias.
4. Mudanças do PA ao longo do eixo maior da galáxia.
5. Presença de caudas de maré, forte emissão no infravermelho ou AGN.
6. Alta luminosidade infravermelha.
7. Presença de um núcleo ativo de galáxias.

Tabela 3.2 - Indicadores de interação

Interação		Galáxia (HCG)							
indicador	2a	2b	2c	7a	7d	22c	37d	40c	40e
(1)	+	-	-	+	-	-	-	-	-
(2)	+	+	-	-	-	-	+	-	+
(3)	+	-	-	-	+	+	-	-	+
(4)	+	-	-	-	-	-	-	-	-
(5)	-	-	-	-	-	-	-	-	...
(6)	-	+	-	+	-	-	-	-	+
(7)	+	+	...	-	...	-	-	-	-
	47a	47d	49a	49b	49c	56a	68c	93b	N92
(1)	-	-	-	+	-	-	-	+	-
(2)	...	...	+	+	+	-	-	+	+
(3)	+	+	-	+	+	-	-	+	-
(4)	-	-	+	+	-	-	-	-	+
(5)	-	-	+	-	-	-	-	-	+
(6)	+	-	...	...	...	-	...	...	...
(7)	-	...	...	...	...	-	+	-	+

Indicadores de interação para a amostra de galáxias apresentada nesta tese. (1): Campo de velocidades altamente perturbado. (2): Desacordo entre ambos lados da curva de rotação. (3): Desalinhamento entre o eixo maior estelar e gasoso. (4): Mudança do ângulo de posição ao longo o eixo maior. (5): Presença de caudas de maré. (6): Alta luminosidade no infravermelho. (7): Presença de um núcleo ativo de galáxias. O símbolo “+” quer dizer que o indicador está ativo. De outra maneira o simbolo é “-”.

Relação de Tully-Fisher

Tully & Fisher (1977) encontraram uma correlação entre a luminosidade e as velocidades de rotação das galáxias. Esta relação (conhecida como relação de Tully-Fisher) tem sido muito útil na determinação de distâncias extragalácticas e no estudo da evolução de galáxias. Embora este resultado seja robusto, ainda há uma questão que não foi respondida completamente: todas as galáxias, com diferentes tipos morfológicos, massas e estados evolutivos, seguem a mesma relação?

Neste capítulo serão usados os dados apresentados nos capítulos 2 e 3, para assim saber se as galáxias dos grupos compactos seguem a relação de Tully-Fisher. Para isto, os resultados serão comparados com uma amostra de galáxias do campo, onde interações são raras.

4.1 *Análise*

Nesta seção serão apresentadas as velocidades máximas de rotação e as magnitudes ópticas e infravermelhas para a amostra de galáxias dos grupos compactos. No Apêndice B são apresentadas as magnitudes infravermelhas da amostra de controle. Também apresenta-se o procedimento usado para estimar as massas estelares e bariônicas para as duas amostras.

4.1.1 Velocidades de rotação

Amostra de controle: GHASP

Epinat et al. (2008b) publicaram as velocidades máximas de rotação para as 203 galáxias do *survey* GHASP. Usando esses dados, Epinat et al. (2008b) estudaram a relação de Tully-Fisher para as galáxias do GHASP. Neste trabalho, selecionou-se uma sub-amostra de 93 galáxias da amostra total estudada por Epinat et al. Excluiu-se galáxias com velocidades radiais menores que 3000 km s^{-1} para as quais não existem medições individuais de distâncias. Basicamente, isto permite remover objetos que possam ter velocidades radiais afetadas pelo *infall* do Grupo Local de galáxias. Também foram excluídas galáxias com inclinações menores do que 25 graus, devido aos grandes erros na velocidade de rotação. Também foram removidas as galáxias para as quais não é possível se obter uma estimativa confiável da velocidade máxima de rotação (estas galáxias são listadas em Epinat et al. 2008a,b).

Galáxias em grupos compactos

As velocidades máximas de rotação foram obtidas usando-se as curvas de rotação apresentadas no Capítulo 3. Este procedimento foi desenvolvido exatamente da mesma maneira que para a amostra de controle. Para aumentar o número de galáxias na relação de Tully-Fisher (e assim melhorar a estatística), neste capítulo incluiu-se também as galáxias estudadas previamente por Mendes de Oliveira et al. (2003)

Para várias galáxias estudadas neste trabalho (HCG 2b, 7a, 7d, 37d, 40c, 40e, 49a, 49b, 49c, NGC 92), as curvas de rotação não chegam até o raio R_{25} . Nestes casos, foi ajustada uma função arcotangente às curvas de rotação observadas, segundo a forma proposta por Courteau (1997):

$$V = V_0 \times (2/\pi) \times \arctan(r/r_t) \quad (4.1)$$

com o fim de extrapolar a velocidade de rotação até o R_{25} . Neste caso, a velocidade extrapolada no R_{25} vai ser a velocidade máxima de rotação utilizada na relação Tully-Fisher. Em dois casos, HCG 2b e 40e, a velocidade extrapolada em R_{25} resulta em valores extremamente altos. Nesses casos foi obtida a média entre a velocidade extrapolada no

R_{25} e a velocidade máxima obtida a partir da curva de rotação observada. No final, a amostra de grupos compactos com velocidades máximas de rotação conhecidas consiste de 41 galáxias.

4.1.2 Fotometria para as galáxias de campo e em grupos compactos

Fotometria óptica: banda B

Detalhes sobre a determinação das magnitudes absolutas para as galáxias da amostra do GHASP podem ser encontrados em Epinat et al. (2008a,b)

Para as galáxias dos HCG, magnitudes aparentes foram obtidas de Hickson et al. (1989, B_T). Essas magnitudes foram corrigidas pela extinção da Via Láctea (usando os mapas de Schelegel et al. 1998) e pela extinção devido às inclinações (Bottinelli et al. 1995). Os valores para as correções foram obtidos da base de dados HyperLeda (Paturel et al. 2003). No final, as magnitudes aparentes corrigidas por extinção serão denominadas B_{cor} .

Cerca de 44% das galáxias dos grupos compactos usadas neste estudo apresentam erros na magnitude B_{cor} menores que 0.1 magnitude e 93% da amostra têm erros menores do que 0.2 magnitudes. Galáxias HCG 7c, 22c e 89a apresentam erros da ordem de ~ 0.6 magnitudes. No caso de HCG 22c, a magnitude listada em Hickson et al. (1989) é consistente com o valor listado na base de dados do Hyperleda. No caso de 7c e 89a, as magnitudes apresentadas por Hickson et al. (1989) tem uma diferença de 0.7 e 0.5 magnitudes com respeito ao valor listado na base de dados do HyperLeda. Essas diferenças são consistentes com os erros de 0.7 e 0.5 magnitudes listados por Hickson et al. (1989).

Magnitudes absolutas para as galáxias dos HCG foram obtidas usando:

$$M_B = B_{\text{cor}} - 5 \times (\log(v_{\text{vir}}^{\text{group}}/75)) - 25 \quad (4.2)$$

onde $v_{\text{vir}}^{\text{group}}$ é a velocidade radial heliocêntrica do grupo ao qual a galáxia faz parte, corrigida pelo *infall* do Grupo Local na direção do aglomerado de Virgo. Estes valores foram obtidos da base de dados HyperLeda.

Luminosidades na banda B para as amostras GHASP e HCG foram obtidas através da seguinte expressão:

$$L_B = 10^{-0.4(M_B - 5.49)} \quad (4.3)$$

onde M_B é obtido a partir da equação 4.2 para as galáxias dos HCG. No caso de GHASP, magnitudes absolutas na banda B foram obtidas por Epinat et al. (2008b, coluna 5 na Tabela B3).

Fotometria infravermelha: bandas H e K

Magnitudes absolutas foram obtidas a partir de:

$$M_{H,K} = m_{H20,K20} - 5 \times \log(D) - 25 \quad (4.4)$$

onde D corresponde à distância do objeto. No caso da amostra de controle, as distâncias foram obtidas por Epinat et al. (2008b). No caso dos HCG, D corresponde a $D = v_{vir}/H_0$, onde v_{vir} é a velocidade radial heliocêntrica do grupo, corrigida pelo *infall* do grupo Local na direção do aglomerado de Virgo (HyperLeda) e $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. Nos casos da amostra de controle e da amostra de grupos compactos, $m_{H20,K20}$ foi corrigida pela extinção da Via Láctea (Shelegel et al. 1998), pela inclinação própria de cada objeto, usando o método apresentado em Masters et al. (2003) e também foi aplicada a correção k segundo Masters et al. (2003). Luminosidades na banda K foram estimadas a partir de:

$$L_K = 10^{-0.4(M_K - 3.41)} \quad (4.5)$$

onde o valor 3.41 corresponde à magnitude do sol nesta banda (Allen 1973).

No caso particular da galáxia HCG 2a, sua magnitude na banda K foi re-determinada neste trabalho, dado que o valor do 2MASS parecia ser pouco brilhante. O valor obtido usando a tarefa ELLIPSE em IRAF de fato difere do valor listado no banco de dados do 2MASS por um valor de 0.77 magnitudes. Nesta tese, vai-se usar o valor obtido com a tarefa ELLIPSE (ou seja, o valor listado no 2MASS na banda K menos 0.77 magnitudes). Checagem semelhante foi feita para outras galáxias, tanto da amostra de controle como para a amostra dos grupos compactos, achando-se um bom acordo entre os valores obtidos usando ELLIPSE e os valores listados no catálogo do 2MASS (diferenças menores do que 5%).

4.1.3 Razão massa-luminosidade e massas estelares

Um dos maiores problemas no estudo da relação de Tully-Fisher estelar e bariônica é a determinação da razão massa-luminosidade para cada objeto: Υ_* . Alguns autores estimaram este parâmetro através do estudo da cinemática das galáxias (Spano et al. 2008) enquanto outros usaram modelos de síntese de populações estelares para determinação deste mesmo parâmetro (Bell & de Jong 2001, Bell et al. 2003). Em função dos dados disponíveis para a amostra de controle, neste trabalho optou-se por fazer uso dos modelos de síntese de populações estelares para estimar o parâmetro Υ_* . Uma detalhada determinação do valor de Υ_* para a amostra de controle está fora do alcance desta tese. No entanto, é importante notar que surtos de formação estelar podem influenciar a determinação da razão massa luminosidade Υ_* (Bell & de Jong 2001). Para a determinação deste parâmetro, quatro diferentes métodos foram escolhidos da literatura, com o fim de comparar as diferentes influências de cada método nos resultados finais. Devido à construção de cada modelo (síntese de populações estelares) é preciso conhecer somente a cor óptica das galáxias para se ter uma estimativa de Υ_* . Os modelos utilizados neste trabalho são os descritos em Bell & de Jong (2001, B&J), Bell et al. (2003, BE), Portinari et al. (2004, PO) e McGaugh et al. (2000, MG). Para a amostra de controle, as equações são:

$$M_{\star}^{\text{B\&J}} = 10^{-0.692+0.652(B-V)} L_K \quad (4.6)$$

$$M_{\star}^{\text{BE}} = 10^{-0.206+0.135(B-V)} L_K \quad (4.7)$$

$$M_{\star}^{\text{PO}} = 10^{0.730[(B-V)-0.600]-0.115} L_K \quad (4.8)$$

Para a amostra de grupos compactos, as equações são:

$$M_{\star}^{\text{B\&J}} = 10^{-0.776+0.452(B-R)} L_K \quad (4.9)$$

$$M_{\star}^{\text{BE}} = 10^{-0.264+0.138(B-R)} L_K \quad (4.10)$$

$$M_{\star}^{\text{PO}} = 10^{0.510[(B-R)-1.000]-0.134} L_K \quad (4.11)$$

Para ambas as amostras, também tem-se:

$$M_{\star}^{MG} = \Upsilon_{\star} L_K \quad (4.12)$$

onde $M_{\star}^{B\&J}$, $M_{\star}^{BE}$, $M_{\star}^{PO}$ e $M_{\star}^{MG}$ são as massas estelares, L_K é a luminosidade na banda K e onde B-V e B-R são as cores ópticas das galáxias (obtidas da base de dados HyperLeda e de Hickson 1993, respectivamente). Nestas equações $M_{\star}/L_K = \Upsilon_{\star}$.

Uma vez obtida a razão massa-luminosidade $\Upsilon_{\star}$, usou-se a luminosidade na banda K (L_K) para estimar-se a massa estelar das galáxias. Esta banda fotométrica está diretamente associada ao conteúdo estelar das galáxias. As massas estelares também foram obtidas a partir da luminosidade na banda B, embora esta luminosidade possa estar contaminada com a emissão de estrelas jovens. No caso da amostra de controle, foram removidas as galáxias para as quais não se tem cores B-V. Desta forma, a amostra de galáxias de campo para as quais foi possível obter a massa estelar é de 46 objetos.

4.1.4 Massas dos bárions

A massa de uma galáxia é constituída de estrelas, gás (neutro, molecular, hélio, metais e uma pequena fração de gás ionizado), poeira e matéria escura. A soma da massa das estrelas e do gás corresponde à massa bariônica de uma galáxia. A massa total em gás de uma galáxia pode ser expressa por:

$$M_{gas} = M_{HI} + M_{He} + M_{H_2} \quad (4.13)$$

onde não incluímos a massa de gás ionizado que normalmente é desprezível.

No caso das galáxias da amostra de controle, as massas de gás neutro foram calculadas através do fluxo na linha de 21 cm. Estes dados foram obtidos do banco de dados do HyperLeda. Os fluxos foram convertidos em massas usando-se a seguinte relação:

$$M_{HI} = 2.356 \times 10^5 F_{HI} D^2 \quad (4.14)$$

onde D é a distância até cada galáxia em Mpc e F_{HI} é o fluxo em 21 cm medido em Jy km^{-1} .

No caso das galáxias dos grupos compactos o cenário resulta mais complexo. É bem conhecido que interações entre galáxias, e as consequentes forças de maré, podem remover

parte do gás neutro localizado no disco desses sistemas. Por outro lado, devido a baixa resolução das observações em 21 cm e a pequena separação espacial das galáxias dos grupos compactos, resulta complexo poder estudar o conteúdo do gás neutro de cada galáxia em particular.

Neste trabalho duas aproximações foram utilizadas para a obtenção da massa de HI das galáxias dos grupos compactos. Primeiro, procurou-se na literatura por dados observacionais das galáxias desta amostra. No trabalho de Verdes-Montenegro et al. (2001), há 13 galáxias em comum com este trabalho, para as quais foram feitas medidas individuais do conteúdo de gás neutro. Estas galáxias são: HCG 2a, 2b, 2c, 16a, 16c, 40c, 40e, 88a, 88b, 88c, 88d, 96a e 96c. Quando nenhuma informação do conteúdo de gás neutro estava disponível na literatura (22 galáxias), calculou-se a massa predita de HI para cada galáxia e fez-se uma correção deste valor devido ao fato de galáxias em HCG terem deficiência de gás HI (veja abaixo). O procedimento é descrito a seguir. Primeiramente, calculou-se a massa de HI para cada galáxia segundo seu tipo morfológico e luminosidade na banda B. Assim, seguiu-se o procedimento desenvolvido por Haynes & Giovanelli (1984):

$$M_{HI} = 10^{c_1 + c_2 \times SM} \times L_B \quad (4.15)$$

onde c_1 , c_2 e SM são valores que dependem do tipo morfológico e das magnitudes de cada galáxia, respectivamente. Os tipos morfológicos foram obtidos do catálogo de Hickson (1993) e posteriormente transformados ao sistema morfológico definido por Haynes & Giovanelli (1984).

É importante notar que a massa predita de HI para as galáxias dos grupos compactos é um limite superior da massa de gás desses sistemas, devido ao fato que uma grande parte do gás nesses sistemas foi expulso para fora do disco óptico das galáxias, devido às forças de maré. Neste sentido, Verdes-Montenegro et al. (2001) calcularam a deficiência na massa de gás neutro das galáxias dos grupos compactos de Hickson, tendo em vista os valores esperados através dos tipos morfológicos e luminosidades no óptico. Essa deficiência é estimada através de $Def_{HI} = \log[M(HI)_{pred}] - \log[M(HI)_{obs}]$, onde $M(HI)_{obs}$ corresponde à massa observada e $M(HI)_{pred}$ é a massa predita para cada galáxia. Esses autores acharam que as galáxias dos HCG apresentam, em média, somente cerca de 24% da massa predita de HI. Logo, para as galáxias dos HCG foram usadas neste trabalho as massas preditas

de HI (segundo Haynes & Giovanelli 1984) corrigida pelo resultado achado por Verdes-Montenegro et al. (2001, i. e. multiplicando as massas preditas por 0.24) para se ter uma estimativa o mais real possível do conteúdo de gás neutro das galáxias que não têm observações HI.

As massas de HI preditas (segundo Haynes & Giovanelli 1984) também foram calculadas para a amostra GHASP (mas logicamente neste caso não fez-se nenhuma correção). Na Figura 4.1 são comparadas as estimativas das massas de HI observadas (a partir do HyperLeda) e preditas (pela equação 4.15) para 193 galáxias da amostra de controle. Existe um bom acordo entre as duas estimativas, embora, as massas observadas sejam sistematicamente maiores que as massas observadas por um valor médio de ~ 1.8 vezes (i. e. em média $M_{obs}/M_{pred} \sim 1.8$). A partir da Figura 4.1 é possível notar que esta diferença é maior no caso das galáxias de maiores massas. De fato, o estudo de Haynes & Giovanelli usou um instrumento idealizado para a observação de galáxias espirais de tipos bem tardios, razão pela qual a predição da massa de HI para galáxias espirais tipo Sa pode-se tornar mais incerta. Na análise feita neste trabalho, decidiu-se usar as massas observadas de HI. Nenhuma das conclusões desta tese teria mudado significativamente se tivéssemos escolhido utilizar as massas preditas ao invés das observadas.

A massa em hélio e metais (M_{He}) relaciona-se à massa de HI através de (McGaugh et al. 2000):

$$M_{He} = 0.4M_{HI} \quad (4.16)$$

No caso da amostra de controle, a massa de H_2 foi calculada usando-se a equação dada por McGaugh & de Blok (1997), a qual depende do tipo morfológico das galáxias (Young & Knesek, 1989):

$$M_{H_2} = M_{HI}(3.7 - 0.8T + 0.043T^2) \quad (4.17)$$

onde T é o tipo morfológico das galáxias.

Embora a equação 4.17 forneça uma estimativa da quantidade de gás na forma de H_2 , o real conteúdo desta componente de massa é muito incerto. Pelo tanto, neste trabalho não se considerou esta componente na massa bariônica das galáxias, exceto quando for explicitamente indicado. Nesses casos, os resultados obtidos a partir da inclusão da massa

Figura 4.1: Comparação entre a massa de HI observada e prevista (obtida segundo o método apresentado em Haynes & Giovanelli 1984).

de H_2 não apresentam diferenças significativas com relação aos resultados que não levam em conta esta componente. É importante notar que todas as comparações feitas entre as massas bariônicas das amostras de controle e de grupos compactos não consideram a massa de H_2 .

Finalmente, a massa bariônica é:

$$M_{bar} = M_{\star} + M_{gas} \quad (4.18)$$

4.2 Resultados

Na Tabela 4.1 são listadas as galáxias estudadas nesta tese, junto com os seguintes parâmetros para cada objeto:

Coluna 3: Tipo morfológico segundo o catálogo de Hickson (1993).

Coluna 4: magnitude na banda B, corrigida pela extinção da nossa Galáxia e pela inclinação própria de cada objeto (como descrito na seção 4.1.2).

Coluna 5: raio (R_{25}) da isofota de 25 magnitudes arcsec^{-1} (obtido por Hickson 1993).

Coluna 6: Velocidade de rotação em R_{25} , quando a curva atinge este raio.

Coluna 7: Raio máximo atingido pela curva de rotação observada, em segundos de arco e kpc.

Coluna 8: Velocidade de rotação máxima obtida a partir da curva de rotação observada.

Coluna 9: Velocidade de rotação teórica no R_{25} , obtida a partir do modelo apresentado na equação 4.1.

Coluna 10: Velocidade de rotação usada na relação de Tully-Fisher

Coluna 11: Nível de confiabilidade da determinação da velocidade máxima de rotação.

Se a velocidade máxima foi atingida no R_{25} , então este valor é 1. Se a velocidade máxima possivelmente foi atingida no R_{25} , então este valor é 2. Se a velocidade máxima possivelmente não foi atingida no R_{25} , então este valor é 3. Se a velocidade máxima não foi atingida no R_{25} , então este valor é 4.

No caso das galáxias HCG 47a e HCG 47d não foi possível obter as curvas de rotação, devido ao fato do procedimento de ajuste não conseguir convergir para essas galáxias.

Na Tabela 4.2 são listadas as razões M/L, massas estelares e bariônicas para as galáxias estudadas nesta tese e também para as galáxias estudadas por Mendes de Oliveira et al. (2003). Nesta tabela foram acrescentadas as galáxias da amostra de Mendes de Oliveira et al. (2003), porque é a primeira vez que se faz uma análise das massas bariônicas dessas galáxias. Nessa tabela não são listadas as galáxias HCG 22c, HCG 47a, HCG 47d e NGC 92. No caso de HCG 22c, não foram encontrados dados infravermelhos na base de dados do 2MASS. Para as galáxias HCG 47a e HCG 47d não foi possível obter as velocidades máximas de rotação, razão pela qual esses objetos não foram estudados na relação de TF estelar e bariônica. No caso de NGC 92, esta galáxia foi excluída da relação de TF infravermelha, estelar e bariônica para assim deixar apenas uma amostra composta por galáxias do catálogo do Hickson.

A seguir é descrito o conteúdo de cada coluna da Tabela 4.2.

Coluna 1: Nome da galáxia

Tabela 4.1 - Velocidades de rotação máximas da presente amostra

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	Observada		Modelada			
					(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
HCG	Galaxy	Morph.	M _B	R ₂₅	V _{R(25)} ^{RC}	R _{max}	V _{max} ^{RC}	V _{R(25)} ^{model}	V _{max} ^{TF}	V _{max}
		Type	mag	(arcsec/kpc)	km s ⁻¹	(arcsec/kpc)	km s ⁻¹	km s ⁻¹	km s ⁻¹	
2	a	SBd	-20.75	41/11.4	212	74/21.0	264	197	264±39	1
	b	cI	-19.39	21/6.0	...	7/2.0	122	270	196±74	4
	c	SBC	-19.87	33/9.1	118	40/11.2	122	106	122±13	1
7	a	Sb	-20.69	57/15.3	...	47/12.7	226	197	226±27	2
	d	SBC	-18.66	38/10.1	...	16/4.3	78	85	85±4	2
22	c	SBcd	-19.48	52/8.3	143	52/8.3	142	142	142±9	1
37	d	SBdm	-18.65	12/4.8	...	5/2.0	63	76	76±7	4
40	c	Sbc	-19.91	37/15.1	...	24/9.9	197	203	203±3	2
	e	Sc	-18.02	18/7.3	...	7/2.9	146	226	186±40	4
47	a	SBb	-21.23	...	...	...	...	...	...	...
	d	Sd	-19.33	...	...	...	...	...	...	...
49	a	Scd	-19.76	14/9.4	...	10/6.4	126	182	154±28	4
	b	Sd	-19.47	13/8.7	...	4/2.5	69	58	58±6	3
	c	Im	-18.36	10/6.6	...	7/4.3	123	133	133±5	4
56	a	Sc	-20.52	28/15.2	200	22/12.0	205	228	205±14	1
68	c	SBbc	-20.83	77/12.6	244	115/18.9	244	234	244±8	1
93	b	SBd	-21.44	57/17.7	191	28/8.5	235	220	235±22	1
	NGC 92	Sa	-19.55	49/10.0	...	7/1.5	207	229	229±11	4

Coluna 2: Magnitude absoluta na banda K (corrigida pela extinção de nossa Galáxia e pela inclinação própria de cada galáxia)

Coluna 3: Velocidade máxima de rotação. No caso das galáxias estudadas pela primeira vez nesta tese, a velocidade de rotação é a mesma que foi apresentada na coluna 10 da Tabela 4.1. No caso das galáxias estudadas em Mendes de Oliveira et al. (2003), o valor da velocidade máxima de rotação foi transcrito diretamente desse artigo.

Coluna 4: Cor B-R do catálogo de Hickson (1993).

Coluna 5: Razão massa-luminosidade na banda K, segundo Bell & de Jong (2001), conforme descrito na seção 4.1.3 (equação 4.6).

Coluna 6: Razão massa-luminosidade na banda K, segundo Bell et al. (2003), conforme descrito na seção 4.1.3 (equação 4.7).

Coluna 7: Razão massa-luminosidade na banda K, segundo Portinari et al. (2004), conforme descrito na seção 4.1.3 (equação 4.8).

Coluna 8: Logaritmo da massa estelar obtida usando a razão massa luminosidade apresentada na coluna 5 e a luminosidade na banda K da galáxia.

Coluna 9: Logaritmo da massa estelar obtida usando a razão massa luminosidade apresentada na coluna 6 e a luminosidade na banda K da galáxia.

Coluna 10: Logaritmo da massa estelar obtida usando a razão massa luminosidade apresentada na coluna 7 e a luminosidade na banda K da galáxia.

Coluna 11: Logaritmo da massa gasosa para cada galáxia.

Coluna 12: Logaritmo da massa bariônica ($M_{\star} + M_{gas}$) para cada galáxia. Esta massa foi obtida usando-se a massa estelar da coluna 8 e a massa gasosa (coluna 11). O resultado é expresso em logaritmo de massas solares.

Tabela 4.2 - Massas estelares, gasosas e bariônicas das galáxias dos HCG

Galaxy	M_K mag	V_{max} km s ⁻¹	B-R mag	$\Upsilon_K^{B\&J}$	Υ_K^{BE}	Υ_K^{PO}	log $M_\star^{B\&J}$ M _⊙	log $M_\star^{BE}$ M _⊙	log $M_\star^{PO}$ M _⊙	log M_{gas} M _⊙	log M_{bar} M _⊙
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)
2 a	-22.50*	264±39	0.88	0.42	0.72	0.64	9.68	9.91	9.86	10.33	10.49
2 b	-22.56	196±74	1.14	0.55	0.78	0.87	10.13	10.28	10.33	9.34	10.19
2 c	-20.71	122±13	1.10	0.53	0.77	0.83	9.37	9.54	9.57	9.70	9.86
7 a	-24.55	226±27	1.48	0.78	0.87	1.29	11.08	11.12	11.29	9.44	11.09
7 c	-23.44	168±7	1.19	0.58	0.79	0.92	10.50	10.64	10.70	9.36	10.53
7 d	-21.64	85±4	1.12	0.54	0.78	0.85	9.75	9.91	9.95	8.92	9.81
10 d	-22.55	149±16	1.52	0.81	0.88	1.35	10.30	10.33	10.52	9.02	10.32
16 a	-24.53	247±17	0.82	0.39	0.71	0.59	10.77	11.03	10.95	9.22	10.78
16 c	-23.74	229±6	1.04	0.49	0.76	0.77	10.55	10.74	10.75	9.63	10.60
19 a	-23.20	144±13	1.56	0.85	0.89	1.42	10.57	10.60	10.80	8.57	10.58
19 b	-21.70	90±5	1.28	0.63	0.82	1.02	9.85	9.96	10.05	8.69	9.88
19 c	-19.97	115±22	1.12	0.54	0.78	0.85	9.08	9.24	9.28	8.99	9.34
37 d	-20.93	76±7	0.51	0.28	0.64	0.41	9.19	9.54	9.35	8.52	9.27
40 c	-24.51	203±3	2.00	1.34	1.03	2.38	11.30	11.18	11.54	9.11	11.30
40 e	-22.66	186±40	1.84	1.14	0.98	1.97	10.48	10.42	10.72	8.37	10.49
49 a	-21.83	154±28	1.04	0.49	0.76	0.77	9.79	9.98	9.98	9.07	9.87
49 b	-21.21	58±6	0.90	0.43	0.72	0.65	9.48	9.71	9.66	8.99	9.60
56 a	-24.52	205±14	1.51	0.81	0.88	1.34	11.08	11.12	11.30	9.34	11.09
68 c	-23.95	244±8	1.10	0.53	0.77	0.83	10.67	10.83	10.86	9.37	10.69
87 a	-25.12	410±16	1.86	1.16	0.98	2.02	11.48	11.40	11.72	9.78	11.49
87 c	-22.74	195±9	1.28	0.63	0.82	1.02	10.26	10.37	10.47	9.32	10.31
88 a	-24.80	315±16	1.56	0.85	0.89	1.42	11.21	11.24	11.44	9.27	11.22
88 b	-24.37	303±11	1.51	0.81	0.88	1.34	11.02	11.06	11.24	9.66	11.04
88 c	-22.51	123±2	0.99	0.47	0.75	0.73	10.04	10.24	10.23	10.16	10.40
88 d	-22.49	153±3	1.31	0.65	0.83	1.06	10.18	10.28	10.38	9.73	10.31
89 a	-23.17	210±4	1.16	0.56	0.79	0.89	10.38	10.53	10.58	9.45	10.43
89 b	-22.38	138±3	1.01	0.48	0.75	0.74	10.00	10.19	10.19	9.16	10.06
89 c	-22.03	180±1	1.11	0.53	0.77	0.84	9.90	10.07	10.10	9.00	9.95
91 a	-25.45	271±55	1.09	0.52	0.77	0.82	11.26	11.43	11.46	9.62	11.27
91 c	-23.00	112±10	1.08	0.52	0.77	0.81	10.28	10.45	10.47	9.07	10.30
93 b	-23.71	235±22	1.30	0.65	0.82	1.04	10.66	10.76	10.87	9.54	10.69
96 a	-25.50	201±6	1.33	0.67	0.83	1.08	11.39	11.48	11.60	10.06	11.41
96 c	-23.89	88±5	1.61	0.89	0.91	1.50	10.87	10.88	11.10	9.28	10.88
100 c	-21.71	87±27	1.23	0.60	0.80	0.96	9.83	9.95	10.03	8.79	9.87
100 d	-20.31	114±4	1.18	0.57	0.79	0.91	9.25	9.39	9.45	8.67	9.35

4.2.1 Relação de Tully-Fisher óptica: amostra de controle e HCGs

Na Figura 4.2 (painel superior esquerdo) é apresentada a relação de Tully-Fisher óptica para a amostra de controle (pequenos quadrados) e para as galáxias dos grupos compactos (círculos pretos, com o nome de cada galáxia). Na Tabela 4.1 são listadas as magnitudes absolutas na banda B para as galáxias estudadas pela primeira vez nesta tese. A melhor reta para cada amostra obteve-se através de um ajuste de mínimos quadrados tipo bis-setor. Para a amostra de controle, os resultados desse ajuste (com 1σ de dispersão) são apresentados pelas linhas tracejadas. O valor da inclinação e do ponto zero para cada amostra são apresentados a seguir:

$$M_B^{GHASP} = (-3.47 \pm 1.21) - (7.35 \pm 0.53) \times [\log(V_{\max})] \quad (4.19)$$

$$M_B^{HCG} = (-8.40 \pm 1.20) - (5.30 \pm 0.53) \times [\log(V_{\max})] \quad (4.20)$$

A inclinação da melhor reta que descreve a relação de TF obtida para a amostra de controle concorda com o valor obtido por Tully & Pierce (2000). Esse autores obtiveram uma inclinação de -7.27.

Ao inspecionar-se a Figura 4.2 (painel superior esquerdo), nota-se que, neste trabalho, fica confirmado o resultado encontrado por Mendes de Oliveira et al. (2003) para a relação de TF óptica, ou seja, galáxias em grupos compactos seguem a relação de TF apresentada por galáxias em ambientes menos densos com exceção de algumas galáxias de baixa massa. Essas parecem ser muito luminosas para uma determinada velocidade de rotação ou terem velocidades máximas de rotação menores do que o esperado, segundo suas luminosidades.

Para quantificar a influência das galáxias de baixa massa na relação de TF, removeu-se as galáxias com velocidades de rotação menores do que 100 km s^{-1} da amostra. A nova equação para a relação TF é agora:

$$M_B^{GHASP} = (-4.28 \pm 1.39) - (6.98 \pm 0.60) \times [\log(V_{\max})] \quad (4.21)$$

$$M_B^{HCG} = (-4.26 \pm 1.73) - (7.07 \pm 0.74) \times [\log(V_{\max})] \quad (4.22)$$

Para checar se as galáxias dos grupos compactos com velocidades de rotação maiores do que 100 km s^{-1} concordam com a relação de TF definida pela amostra de controle, acrescentou-se à amostra do GHASP as galáxias dos grupos compactos com velocidades maiores do que 100 km s^{-1} . Neste caso, a relação de TF fica (para uma amostra combinada de 93 galáxias do GHASP e 33 galáxias de grupos compactos com velocidades maiores do que 100 km s^{-1}):

$$M_B = (-3.44 \pm 1.09) - (7.38 \pm 0.48) \times [\log(V_{\max})] \quad (4.23)$$

Este resultado está em completo acordo com o ajuste obtido quando somente a amostra do GHASP foi considerada. Estes resultados mostram que são as galáxias com velocidades de rotação menores do que 100 km s^{-1} que afetam fortemente a determinação da inclinação e do ponto zero na relação de TF óptica.

Analizando os casos mais particulares, só HCG 49b está fora da relação definida pela amostra de controle por mais de 2σ . HCG 40e é a única galáxia que está abaixo da relação de TF por 1σ . No caso de 40e, a posição deste objeto pode ser explicada em função da velocidade máxima de rotação utilizada (como foi descrito na seção 4.1.1). Para HCG 49b precisa-se estudar como esta galáxia se comporta na relação de TF infravermelha, estelar e bariônica.

4.2.2 Relação de Tully-Fisher infravermelha: amostra de controle e HCGs

Neste trabalho as relações de TF na banda K para as galáxias da amostra de controle e para as galáxias dos HCG foram obtidas. Na Tabela 4.2 são listadas as magnitudes absolutas na banda K para cada galáxia. Na Figura 4.2 (painel superior direito) é apresentada esta relação. Linhas tracejadas correspondem a um ajuste de mínimos quadrados tipo bissetor e 1σ para a amostra de controle. A partir desses ajustes, obteve-se:

$$M_K^{GHASP} = (-0.28 \pm 1.32) - (10.04 \pm 0.57)[\log(V_{\max})] \quad (4.24)$$

$$M_K^{HCG} = (-7.33 \pm 1.94) - (7.06 \pm 0.84)[\log(V_{\max})] \quad (4.25)$$

Por completeza, para a amostra de controle estudou-se também a relação de TF na banda H. O resultado obtido foi:

Figura 4.2: Relação de Tully-Fisher na banda B (painel superior esquerdo), na banda K (painel superior direito), estelar (painel inferior esquerdo) e bariônica (painel inferior direito) para a amostra de galáxias em grupos compactos (círculos cheios) e para a amostra de galáxias de campo (pequenos quadrados). As linhas tracejadas representam o melhor ajuste de mínimos quadrados (tipo bisetor) para a amostra de controle e uma dispersão de 1σ .

Tabela 4.3 - Parâmetros no ajuste da relação de TF da amostra de controle nas bandas H e K.

Referências	H-band	
	α	β
Este trabalho	-9.82 ± 0.55	-0.55 ± 1.28
Masters et al. (2008)	-9.02	0.06
	K-band	
	α	β
Este trabalho	-10.04 ± 0.57	-0.28 ± 1.32
Masters et al. (2008)	-10.02	2.37
Courteau et al. (2007)	-9.29	1.24
Karachentsev et al. (2002)	-9.02	...
Verheijen (2001)	-10.60	3.45
Rothberg et al. (2000)	-8.78	-1.22

$$M_H^{GHASP} = (-0.55 \pm 1.28) - (9.82 \pm 0.55)[\log(V_{max})] \quad (4.26)$$

Na Tabela 4.3 são comparadas as inclinações (denotadas por α) e pontos zeros (denotados por β) obtidos para a amostra de controle neste trabalho com valores para os mesmos parâmetros disponíveis na literatura. Como pode ser comprovado ao inspecionar-se a Tabela 4.3, a inclinação da relação de TF na banda K, apresentada pela amostra de controle, está em acordo com o valor apresentado por alguns autores (dentro de 1σ). No entanto, no caso do ponto zero da nossa amostra de controle não existe um bom acordo com alguns dos resultados disponíveis na literatura.

No caso dos HCG, a maior parte das galáxias segue a relação de TF definida por GHASP, embora dois objetos de baixa massa apresentem altas luminosidades para suas velocidades de rotação ou baixas velocidades de rotação para suas luminosidades estando fora da relação em $\sim 2\sigma$. Estas galáxias são HCG 49b e HCG 96c.

4.2.3 Relação de Tully-Fisher estelar: amostra de controle e HCGs

Na Tabela 4.2 são apresentadas as massas estelares para as galáxias dos HCG. As massas estelares para as galáxias da amostra de controle podem ser encontradas no Apêndice B (Torres-Flores et al. 2010c). Na Figura 4.2 (painel inferior esquerdo) é apresentada a relação de TF estelar para a amostra de controle e para os HCG. A linha tracejada

representa o ajuste de mínimos quadrados (e 1σ) para a amostra de controle, que pode ser expressa como:

$$M_{\star}^{GHASP} = (1.09 \pm 0.67) V_{max}^{(4.06 \pm 0.29)} \quad (4.27)$$

A inclinação encontrada para a amostra de controle, usando os modelos de Bell & de Jong (2001), estão de acordo (dentro dos erros) com a inclinação que esses mesmos autores acham para uma amostra de galáxias do aglomerado *Ursa Major*, i.e. $\alpha=4.4 \pm 0.2$. Além dos modelos de Bell & de Jong (2001), neste trabalho foram utilizados diferentes estimadores da massa estelar das galáxias, para assim comparar as inclinações e pontos zeros da relação de TF estelar. Neste trabalho encontra-se que o uso de diferentes modelos na determinação da massa estelar das galáxias (B&J, BE, PO ou MG) não afeta fortemente a determinação da inclinação e ponto zero da relação de TF estelar. Na Tabela 4.4 são apresentados os diferentes valores das inclinações e pontos zeros usando os modelos descritos acima. Os diferentes valores concordam dentro das incertezas.

No caso dos grupos compactos, o ajuste de mínimos quadrados dá a seguinte expressão:

$$M_{\star}^{HCG} = (3.22 \pm 0.79) V_{max}^{(3.22 \pm 0.35)} \quad (4.28)$$

Segundo a Figura 4.2 (painel inferior esquerdo), é possível notar que a maioria das galáxias dos HCG seguem a relação de TF estelar definida pelas galáxias em ambientes menos densos, com exceção de duas galáxias: HCG 96c e 49b. É importante notar que essas duas galáxias também estão fora da relação de TF infravermelha. Duas galáxias de alta massa também acham-se fora da relação de TF definida pela amostra de controle: HCG 40c and 96a. HCG 40c é uma galáxia com uma alta inclinação. Neste caso, uma medição errônea da inclinação poderia ser a causa da localização deste objeto fora da relação de TF. No caso de HCG 96a, a presença de uma pequena companheira pode ter causado uma bifurcação na curva de rotação (Pedrosa et al. 2008), afetando a estimativa da velocidade máxima de rotação.

Comparando os ajustes da amostra de controle e da amostra de galáxias dos HCG, é possível notar que a dispersão no ponto zero apresentado pelas galáxias dos HCG é maior do que a apresentada pela amostra de controle.

Tabela 4.4 - Stellar Tully-Fisher fit parameters for the GHASP sample

Model	α	β
Bell & de Jong (2001)	4.06 ± 0.29	1.09 ± 0.67
McGaugh et al. (2000)	3.81 ± 0.28	1.87 ± 0.65
Bell et al. (2003)	3.86 ± 0.28	1.73 ± 0.65
Portinari et al. (2004)	4.09 ± 0.29	1.20 ± 0.68

4.2.4 Relação de Tully-Fisher bariônica: amostra de controle e HCGs

Na Tabela 4.2 são apresentadas as massas bariônicas para as galáxias dos HCG (coluna 12). No Apêndice B (Torres-Flores et al. 2010c) são listadas as massas bariônicas para a amostra de controle. Na Figura 4.2 (painel inferior direito) é apresentada a relação de TF bariônica para ambas as amostras. As linhas tracejadas correspondem ao ajuste de mínimos quadrados (tipo bissetor) para a amostra de controle (com 1σ). Este ajuste pode ser expresso como:

$$M_{bar}^{GHASP} = (3.10 \pm 0.54) V_{max}^{(3.25 \pm 0.23)} \quad (4.29)$$

Como no caso estelar, a inclinação e pontos zeros das relações de TF bariônica foram obtidos usando diferentes estimadores da massa estelar das galáxias (i. e. B&J, BE, PO, MG). Na Tabela 4.5 são apresentados os diferentes valores destes parâmetros os quais são comparados com diferentes resultados encontrados na literatura. Além disso, nesta tabela é apresentada a inclinação e ponto zero da relação de TF quando a massa em forma de H_2 é levada em conta. Dentro dos erros, não existem grandes diferenças quando o H_2 é adicionado à massa bariônica das galáxias da amostra de controle e também dentro dos erros, os valores da inclinação e ponto zero da amostra de controle estão de acordo com os valores apresentados por outros autores. É interessante notar que se a luminosidade na banda B é usada (ao invés da luminosidade na banda K) para estimar a massa estelar das galáxias e além disso é considerada a massa em H_2 , a inclinação da relação de TF bariônica é de $\alpha = 3.06 \pm 0.23$. Este valor é próximo ao valor de $\alpha = 3$ proposto por Steinmetz & Navarro (1999), que usaram simulações cosmológicas para estudar a relação de TF.

No caso das galáxias nos HCG, a relação de TF bariônica foi estudada usando-se duas aproximações:

1. Quando há medidas de HI individuais para as galáxias HCGs, estas foram utilizadas

e para o resto da amostra sem medidas individuais usou-se a massa predita de HI multiplicada por 0.24; que é o fator médio de deficiência de HI estimado por Verdes-Montenegro et al. (2001). Neste caso, o ajuste de mínimos quadrados nos dá:

$$M_{bar,actualHI}^{HCG} = (3.83 \pm 0.70)V_{max}^{(2.98 \pm 0.30)} \quad (4.30)$$

2. A segunda aproximação utilizada foi determinar a massa em HI segundo o tipo morfológico e a luminosidade na banda B (Haynes & Giovanelli 1984), sem aplicar nenhuma correção. Neste cenário, o ajuste de mínimos quadrados nos dá:

$$M_{bar,predHI}^{HCG} = (4.48 \pm 0.64)V_{max}^{(2.71 \pm 0.28)} \quad (4.31)$$

Com o objetivo de estudar os efeitos de diferentes estimativas da massa de gás neutro na relação de TF bariônica, na Figura 4.3 é exibida a massa estelar para cada galáxia adicionada a diferentes componentes de HI descritas a seguir:

1. Massas de HI preditas (estrelas vermelhas).
2. Massas de HI observadas para as 13 galáxias em comum com Verdes-Montenegro et al. (2001) além das massas de HI preditas e escalonadas pelo fator 0.24 (seção 4.1.4) (círculos pretos) para os objetos restantes (22 galáxias).
3. Massas de HI nulas, i.e. a massa bariônica e só massa estelar (triângulos azuis).

Segundo a Figura 4.3 é possível concluir que a massa gasosa predita ou observada não influencia fortemente a posição das galáxias dos grupos compactos em relação à amostra de controle. No pior dos casos, quando a massa de gas é considerada nula, só umas poucas galáxias ficam fora da relação definida pelas galáxias do campo.

A partir da Figura 4.3, conclui-se que a maioria das galáxias dos grupos compactos segue a relação de TF bariônica definida por galáxias em ambientes menos densos, não importando se é utilizada a massa de gas predita ou observada. Duas galáxias de baixa massa não seguem a relação de TF: HCG 49b e HCG 96c.

Figura 4.3: Comparação entre as diferentes estimativas da massa gasosa para as galáxias dos grupos compactos e sua influência na relação de TF bariônica. À massa estelar de cada galáxia foi acrescentada a seguinte massa gasosa. Estrelas vermelhas: massa gasosa predita. Círculos pretos: massa gasosa observada e/ou massa gasosa predita e escalonada pelo fator 0.24 (ver seção 4.2.4). Triângulos azuis: sem massa gasosa.

Tabela 4.5 - Parâmetros dos diferentes ajustes da relação de TF bariônica

Modelo	Autores	Coeficientes		RC	Massa de gás
		α	β		
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
BJ01	GHASP (Este trabalho, L_K)	3.25 ± 0.23	3.10	H α	HI+He
	GHASP (Este trabalho, L_K , H ₂)	3.38 ± 0.25	2.94	H α	HI+He+H ₂
	GHASP (Este trabalho, L_B , H ₂)	3.06 ± 0.23	3.71	H α	HI+He+H ₂
	Bell & de Jong (2001)	3.53 ± 0.20	2.73	HI	HI+He
	Avila-Reese et al. (2008) ^a	3.15 ± 0.01	3.59	HI	HI+He+H ₂
	De Rijcke et al. (2007)	3.15 ± 0.07	3.25	HI	HI+He
	Kassin et al. (2006) ^a	3.40 ± 0.30	2.87	H α	HI+He
	Meyer et al. (2008)	4.35 ± 0.14	2.20	HI	HI+He+H ₂
B03	GHASP (Este trabalho, L_K)	3.29 ± 0.24	3.14	H α	HI+He
	GHASP (Este trabalho, L_K , H ₂)	3.39 ± 0.25	3.02	H α	HI+He+H ₂
	GHASP (Este trabalho, L_B , H ₂)	3.05 ± 0.23	3.74	H α	HI+He+H ₂
	McGaugh (2005)	3.19 ± 0.14	3.23	HI	HI+He
	Stark et al. (2009)	3.93 ± 0.07	1.78	HI	HI+He
	Kassin et al. (2006)	3.40 ± 0.30	2.87	HI	HI+He
	Avila-Reese et al. (2008)	3.15 ± 0.01	3.59	HI	HI+He+H ₂
	Geha et al. (2006)	3.70 ± 0.15		HI	HI+He
P04	GHASP (Este trabalho, L_K)	3.41 ± 0.24	2.88	H α	HI+He
	GHASP (Este trabalho, L_K , H ₂)	3.49 ± 0.25	2.80	H α	HI+He+H ₂
	Stark et al. (2009)	3.94 ± 0.07	1.79	HI	HI+He
M00	GHASP (Este trabalho, L_K)	3.29 ± 0.24	3.18	H α	HI+He
	GHASP (Este trabalho, L_K , H ₂)	3.39 ± 0.25	3.06	H α	HI+He+H ₂
	McGaugh et al. (2000)	3.98 ± 0.12	1.57	HI	HI+He
	Noordermeer & Verheijen (2007)	3.36	2.14	HI	HI+He
	Pfenniger & Revaz (2005)	3.36 ± 0.10	3.11	HI	HI+He

Notas. ^a: Massas estelares obtidas usando as receitas de B&J e BE. Os coeficientes são expressados como $M_{bar} = (\beta \pm \sigma_\beta) V_{max}^{(\alpha \pm \sigma_\alpha)}$, onde $(\beta \pm \sigma_\beta)$ é expressado em logaritmo.

4.2.5 Galáxias que não seguem a relação de TF: idades e abundâncias de HCG 49b e HCG 96c

Dado que algumas das galáxias dos grupos compactos não seguem a relação bariônica de TF, pretende-se nesta seção investigar-se os motivos deste desacordo. Procurou-se, então, por informações espectroscópicas para esses objetos para se investigar sobre a história de formação estelar das galáxias que não seguem a relação de TF.

Martínez et al. (2010) publicaram os espectros de 200 galáxias dos HCG, onde HCG 49b e HCG 96c estão incluídas. No caso de HCG 49b, seu espectro encontra-se disponível na base de dados do *SDSS* e este é apresentado na Figura 4.4 (painel esquerdo). Segundo esta figura, é possível notar que HCG 49b tem um espectro que apresenta um contínuo bem fraco, sendo o espectro típico de uma galáxia tipo Sd, Sm ou Im.

As abundâncias de oxigênio para HCG 49b e HCG 96c foram obtidas através do método N2, apresentado por Denicoló, Terlevich, & Terlevich (2002). Este método é definido como:

$$12 + \log(O/H) = 9.12 \pm 0.05 + 0.73 \pm 0.10 \times N2 \quad (4.32)$$

onde $N2 = \log([NII]\lambda 6584/H\alpha)$. Usando o espectro do *SDSS* e de Martínez et al. (2010) para HCG 49b, as metalicidades foram $12 + \log(O/H) = 8.26$ e $12 + \log(O/H) = 8.15$. Esses são valores típicos de galáxias com metalicidades moderadamente baixas, sendo a abundância do oxigênio solar de $12 + \log(O/H)_{\odot} = 8.91$ (Denicoló, Terlevich, & Terlevich 2002)

No caso de HCG 96c só foi possível estimar a abundância de oxigênio usando o valor de $\log[NII]/H\alpha$ apresentado em Martínez et al. (2010). Neste caso, a abundância de oxigênio foi: $12 + \log(O/H) = 8.93$.

Devido ao fato de HCG 49b não apresentar uma forte contribuição do contínuo no espectro (Figura 4.4, painel esquerdo), é possível utilizar uma população estelar simples para modelar a distribuição espectral de energia deste objeto. No caso de HCG 96c o cenário é diferente. O espectro óptico apresentado por Martínez et al. (2010) para este objeto apresenta uma forte contribuição do contínuo e não é possível fazer a suposição de uma população estelar simples. Ajustamos então, uma população estelar simples para HCG 49b (Figura 4.4, painel direito) e esta análise nos deu informações sobre a massa e idade do surto de formação estelar em HCG 49b. Para isso, utilizou-se o modelo de populações estelares STARBURST99 (SB99, Leitherer et al. 1999) e os fluxos observados

Figura 4.4: Painel esquerdo: Espectro óptico de HCG 49b (obtido da base de dados *SDSS*). Painel direito: Distribuição espectral de energia para HCG 49b. A linha contínua corresponde a um surto de formação estelar, com uma idade de 8 mega anos, $Z=Z_{\odot}/5$ e uma função inicial de massa tipo Salpeter. Os círculos cheios representam os fluxos observados.

em diferentes comprimentos de onda. Neste caso fez-se a suposição de um só surto, com uma IMF tipo Salpeter e uma metalicidade sub-solar e solar ($Z=Z_{\odot}/5$ e $Z_{\odot}$). Os fluxos observados vão desde o ultravioleta distante até o infravermelho próximo, usando as bandas FUV e NUV do *GALEX*, u, g, r, i do *SDSS*, B-band, R-band e J, H, K do 2MASS. No Apêndice C (Torres-Flores et al. 2010b) é detalhada a correção por extinção interna aplicada a diferentes magnitudes. O ajuste entre os fluxos observados e a distribuição espectral de energia da galáxia HCG 49b foi obtido através de um teste χ^2 . Assim, o melhor ajuste foi para um surto de formação estelar de 8 mega anos e $Z=Z_{\odot}/5$.

A partir da análise descrita acima, conclui-se que o uso de uma metalicidade sub-solar para a distribuição de energia espectral está em completo acordo com a abundância de oxigênio sub-solar encontrada a partir da razão $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$.

4.3 Discussão

No presente capítulo, estudou-se a relação de TF óptica, infravermelha, estelar e bariônica para as galáxias de uma amostra de controle e para as galáxias dos HCG. Os principais resultados encontrados são os seguintes:

1. As galáxias da amostra de controle (amostra GHASP) seguem a relação de TF óptica,

infravermelha, estelar e bariônica definida por estudos anteriores de amostras de galáxias no campo e em grupos abertos.

2. Galáxias em grupos compactos que apresentam velocidades máximas de rotação maiores do que 100 km s^{-1} seguem a relação de TF óptica definida pela amostra de controle. No entanto, quando as galáxias com velocidades máximas de rotação menores que 100 km s^{-1} são incluídas na análise, a inclinação e o ponto zero da relação de TF mudam completamente.
3. Similar ao caso no óptico, galáxias em grupos compactos seguem a relação de TF infravermelha definida por sistemas em ambientes menos densos, embora, os sistemas de baixas massas apresentem altas luminosidades para as suas velocidades máximas de rotação ou baixas velocidades máximas de rotação para suas luminosidades.
4. Galáxias em grupos compactos seguem a relação de TF bariônica definida pela amostra de controle. Só duas galáxias de baixa massa aparecem fora da relação de 1σ : HCG 49b e HCG 96c.

A seguir serão discutidos os resultados descritos acima, juntamente com as possíveis explicações para a posição de HCG 49b e HCG 96c na relação de TF bariônica.

4.3.1 A importância de se ter uma boa amostra de controle

Para se fazer uma comparação significativa entre as propriedades cinemáticas de galáxias em diferentes ambientes, é desejável se ter dados que tenham sido analisados da mesma maneira. Neste sentido, nota-se que a amostra de galáxias de grupos compactos estudada nesta tese foi analisada exatamente da mesma maneira que a amostra de controle. Nota-se também que uma comparação das propriedades cinemáticas da amostra de controle com outras amostras mostra um bom acordo. Em particular, a inclinação da relação de TF óptica, infravermelha, estelar e bariônica da amostra de controle está em completo acordo com os valores apresentados por outros autores para galáxias em ambientes semelhantes. Isto é especialmente importante no caso da relação de TF bariônica. Esta relação mostrou ser fundamental no estudo da evolução de galáxias (McGaugh et al. 2000, Puech et al. 2008). Assim, a inclinação apresentada pela amostra de controle (GHASP) está em

acordo com os trabalhos de De Rijcke et al. (2007), Kassin et al. (2006) e Noordermeer & Verheijen (2007), os quais acham uma inclinação menor do que 4 para a relação bariônica.

4.3.2 O efeito das interações entre galáxias na relação TF

É bem conhecido que os grupos compactos de galáxias são ótimos laboratórios para o estudo de galáxias em interações. Entre os muitos fenômenos que as interações entre galáxias podem causar estão um aumento na taxa de formação estelar e uma perda de massa do disco das galáxias devido às forças de maré. Mendes de Oliveira et al. (2003) estudaram a relação TF óptica para uma amostra de 25 galáxias em grupos compactos, encontrando que as galáxias de baixa massa não seguem a relação de TF apresentada por galáxias em ambientes menos densos. A questão é: esses objetos de baixa massa são mais luminosos por um surto de formação estelar, ou suas massas foram truncadas pelas forças de maré que estão atuando nos grupos compactos? Em função dos resultados encontrados nesta tese, a seguir serão discutidas as possíveis soluções para explicar a posição das duas galáxias de baixa massa que não seguem a relação de TF definida pelas galáxias em ambientes menos densos.

Aumento na formação estelar

Um surto de formação estelar pode aumentar a luminosidade de uma galáxia (Kennicutt 1998). A formação de estrelas massivas pode, num primeiro momento, aumentar a luminosidade na região azul do espectro de uma galáxia. É interessante notar que o modelo de populações SB99 também mostra um aumento da luminosidade na banda K após 8 mega anos do surto de formação estelar inicial. Com a evolução das diferentes populações estelares, pode-se esperar um aumento da luminosidade na banda K, devido à evolução das estrelas pulsantes do ramo assintótico das gigantes (Maraston 1998). Espera-se que este aumento da luminosidade ocorra dentro de uns 700 mega anos depois do surto de formação estelar.

Um fator que tem que ser levado em conta no estudo da formação estelar em galáxias é a metalicidade. Os modelos de síntese de populações estelares para estudar a evolução temporal das diferentes luminosidades têm que levar em conta a real metalicidade dos objetos a serem estudados. O uso de modelos que tenham uma metalicidade maior ou menor

que o valor observado para uma dada galáxia pode mudar completamente os resultados para a evolução da luminosidade com o tempo.

No caso de HCG 49b, esta galáxia apresenta um espectro óptico típico de uma galáxia de tipo irregular (Figura 4.4, painel esquerdo), onde predominam as linhas de emissão e a falta de um contínuo estelar. Além disso, HCG 49b tem a maior luminosidade no $H\alpha$ dentro da amostra de 200 galáxias em HCG estudadas por Martínez et al. (2010). Esses fatos sugerem que HCG 49b tem fortes surtos de formação estelar. Complementando os resultados anteriores, a distribuição espectral de energia pode ser ajustada com um modelo de uma população estelar simples, com uma idade de ~ 8 mega anos, confirmando o cenário de formação estelar recente em HCG 49b.

A presença de um surto de formação estelar numa galáxia pode afetar a estimativa das cores desta e por sua vez a determinação da razão massa-luminosidade estelar através do uso de cores (Bell & de Jong 2001). Nesse sentido, a determinação das massas estelares das galáxias com fortes surtos de formação estelar pode ser fortemente contaminada. Este fato pode ajudar a explicar porque HCG 49b está fora da relação de TF bariônica. Quando a massa estelar deste objeto é obtida através do ajuste da distribuição espectral de energia, obtém-se um valor de $\sim 10^8 M_{\odot}$. Se a este valor acrescenta-se a massa de gás, HCG 49b segue a relação de TF.

No caso da galáxia HCG 96c, o espectro óptico (apresentado em Martínez et al. 2010) apresenta uma população estelar velha, com uma metalicidade super-solar (segundo o método de Denicoló, Terlevich & Terlevich 2002). Laurikainen & Moles (1988) acharam que HCG 96c tem razões de linhas similares às presentes em regiões HII, sugerindo que esta galáxia tem formação estelar. Comparando as relações de TF apresentadas na Figura 4.2, é possível notar que HCG 96c está levemente fora da relação na banda B definida pelas galáxias de campo, embora esteja totalmente fora da relação TF definida pela amostra de controle nas bandas infravermelhas e na relação bariônica. Neste caso, a questão é: como HCG 96c pode seguir a relação de TF óptica mas não a relação infravermelha e bariônica? Na Figura 4.5 é apresentada a evolução no tempo das magnitudes absolutas B e K, segundo o modelo SB99 para um surto de formação estelar. A partir dessa figura, é possível notar que a magnitude na banda K sofre um aumento no brilho entre 8 e 10 mega anos depois do surto de formação estelar, enquanto a magnitude na banda B não sofre nenhum

Figura 4.5: Evolução das luminosidades nas bandas B e K em função do tempo. As diferentes idades do surto de formação estelar estão marcadas nesta figura. Para a população estelar simples, foi assumido um surto de formação estelar com uma função inicial de massa tipo Salpeter.

aumento significativo. Somado a isto, tem-se que Maraston (1998) achou um aumento da luminosidade na banda K, após ~ 700 mega anos após o início de um dado surto de formação estelar. Se um surto de formação estelar afetou HCG 96c no passado, a evolução dessas populações estelares poderia estar agora afetando as luminosidades infravermelhas desses sistemas, devido às estrelas TP-AGB. Devido a este incremento na luminosidade da banda K, as massas estelares (e subsequentemente as massas bariônicas) serão superestimadas.

Um outro fenômeno que poderia aumentar a luminosidade na banda K de uma galáxia (e não a luminosidade na banda B) é a emissão produzida por poeira aquecida. Riffel et al. (2009) estudaram uma amostra de galáxias Seyfert 1 e 2, encontrando que as galáxias Seyfert 1 precisam de uma componente de poeira aquecida para explicar as emissões no infravermelho próximo (banda K). Esta emissão poderia estar associada com o toro de poeira típico das AGNs. Este cenário parece se aplicar ao caso de HCG 96c, galáxia que tem sinais de ser um objeto em transição entre uma galáxia formadora de estrelas e uma AGN (Martínez et al. 2010).

Perda de massa devido a interações

Outro efeito que pode ocorrer quando há interações entre galáxias é a perda de massa dos sistemas interactuantes devido a forças de maré. Esta perda de massa poderia estar vinculada com a massa estelar, gasosa e/ou escura das galáxias.

Verdes-Montenegro et al. (2001) estudaram o conteúdo de gás neutro nos HCG. Esses autores encontraram que os HCG possuem altas deficiências de gás neutro (como foi apresentado na seção 4.1.4). Essas deficiências foram associadas com perdas de gás devido a forças de maré e surtos de formação estelar, entre outras razões.

No caso da matéria escura não é simples saber se a massa do halo foi jogada fora das galáxias durante algum episódio de interação. Isto implicaria achar curvas de rotação keplerianas, as quais não foram observadas.

Se as galáxias que ficam fora das relações TF apresentassem uma perda substancial de massa de qualquer tipo, isto deveria ser notado em suas curvas de rotação e particularmente nas velocidades máximas de rotação desses objetos. Vale notar que as curvas e velocidades máximas de rotação de HCG 49b e HCG 96c são similares às de outras galáxias de mesmos tipos morfológicos. Dado este fato, neste trabalho sugere-se que fortes surtos de formação estelar no caso de HCG 49b e de HCG 96c são os responsáveis por fazer com que estas galáxias (e talvez algumas outras galáxias de baixas massas também) não sigam a relação de TF. No caso de HCG 96c, a presença de um núcleo ativo de galáxias também deve influenciar a luminosidade na banda K, sem influenciar a massa total da galáxia.

Modelos de massas para as galáxias da amostra

Spano et al. (2008) estudaram a distribuição de massa das galáxias na amostra GHASP, dando uma maior importância à distribuição de massa do halo escuro. Na mesma linha, Plana et al. (2010) usaram uma amostra de 18 galáxias de grupos compactos para estudar a distribuição de massa do halo escuro. Neste capítulo discute-se o estudo da distribuição de massas para as galáxias apresentadas nesta tese. Os resultados serão comparados com a amostra de controle do GHASP estudada por Spano et al. (2008) e com os resultados obtidos por Plana et al. (2010).

5.1 *Análise*

Nesta seção é apresentada a análise desenvolvida para obter o perfil de brilho superficial das galáxias dos grupos compactos, junto com os modelos utilizados para o estudo de suas distribuições de massa.

5.1.1 *Fotometria infravermelha: banda J*

Neste trabalho foram usadas as magnitudes na banda J (descritas na seção 2.2.3), devido ao fato desta banda representar a componente estelar das galáxias, pois ela é pouco contaminada por populações estelares jovens. Também escolheu-se esta banda fotométrica com a finalidade de comparar os resultados com o estudo desenvolvido por Plana et al. (2010). O único objeto que foi excluído deste capítulo é a galáxia HCG 68c, devido à presença de uma estrela de nossa Galáxia na borda deste objeto, o que torna impossível a obtenção de seu perfil de brilho superficial.

5.1.2 Fotometria óptica: bandas r e R

Com o fim de comparar a distribuição de massa das galáxias dos grupos compactos com a de objetos em ambientes menos densos, usou-se como amostra de controle o *survey* GHASP. Spano et al. (2008) estudaram a distribuição de massa para 36 galáxias desta amostra. O principal limitante neste caso é que Spano et al. (2008) usaram fotometria na banda R para a amostra do GHASP. Assim, neste trabalho também estudou-se a distribuição de massas para as galáxias dos HCG usando fotometria nas bandas r e R , embora estas bandas possam estar contaminadas com algum surto de formação estelar. Para criar os perfis de brilho superficial, usou-se dados nas bandas r e R . Esses dados foram descritos na seção 2.2.3.

5.1.3 Perfis de brilho superficial: contribuição da componente estelar

Como uma primeira aproximação usou-se o programa GALFIT (Peng et al. 2002) para decompor o perfil de cada galáxia em bojo e disco na banda J . Para testar este método, num primeiro momento esta decomposição foi feita para algumas das galáxias de grupos compactos estudadas por Plana et al. (2010). Assim, quando os perfis modelados pelo GALFIT foram comparados com os valores observados (e medidos por Plana et al. 2010 usando a tafera ELLIPSE no IRAF), acharam-se várias diferenças entre os resultados. Por exemplo, o GALFIT não trunca o raio do bojo, resultando em um perfil muito estendido radialmente, o qual não é real em muitos casos, pois nestes objetos há a presença de um disco. Quando é realizada a soma do perfil do bojo e do disco, o perfil final é mais luminoso do que o perfil real da galáxia. Na Figura 5.1 é apresentada esta análise para a galáxia HCG 7c. Os triângulos correspondem ao perfil observado (Plana et al. 2010), as linhas contínuas correspondem ao bojo e disco obtido com GALFIT e os asteriscos correspondem ao perfil total modelado.

Devido a esse problema, preferiu-se usar o programa *ELLIPSE* do IRAF. Este programa permite a obtenção do perfil de brilho superficial total do objeto. Para obter a contribuição do disco e do bojo, se usou um perfil exponencial e uma lei de De Vaucouleurs, respectivamente. As expressões analíticas destas funções são:

$$\mu = \mu_0 + 1.086\left(\frac{r}{h}\right) \quad (5.1)$$

Figura 5.1: Perfil de brilho superficial da galáxia HCG 7c. Os triângulos correspondem ao perfil observado, medido usando a tarefa ELLIPSE (Plana et al. 2010), as linhas contínuas correspondem ao bojo e o disco modelados pelo *software* GALFIT e os asteriscos correspondem à soma do bojo e do disco modelados pelo GALFIT.

$$\mu = \mu_e + 8.33 \left[\left(\frac{r}{r_e} \right)^{1/4} + \left(\frac{r}{r_t} \right)^4 \right] \quad (5.2)$$

onde μ_0 é o brilho superficial do centro do disco em unidades de mag arcsec^{-2} , h é o raio de escala em kpc, μ_e é o brilho superficial do bojo em unidades de mag arcsec^{-2} , r_e é o raio característico em kpc e r_t é o raio característico generalizado em kpc.

O procedimento realizado para obter cada componente foi o seguinte. Primeiro foi ajustado o disco exponencial (equação 5.1) na região linear do perfil observado, através de uma minimização do χ^2 . A seguir, foi subtraído o disco modelado do perfil observado. O resultado desta subtração corresponde ao bojo do objeto, o qual foi ajustado através de uma minimização do χ^2 , usando a equação 5.2. Em vários casos o perfil do bojo foi truncado por inspeção visual, por este perfil ser muito estendido radialmente. Na Tabela 5.1 são listados os parâmetros fotométricos do disco (μ_0 e h) e do bojo (μ_e , r_e e r_t), obtidos para cada galáxia.

Tabela 5.1 - Parâmetros fotométricos nas bandas J e R

		Banda J					Banda R				
HCG		μ_0	h	μ_e	r_e	r_t	μ_0	h	μ_e	r_e	r_t
(1)		(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
2	a	19.07	3.31	15.37	24.17	3.25	17.93	15.55	12.90	17.08	15.77
	b	–	–	–	9.99	7.83	17.69	6.92	14.63	244.32	8.84
	c	21.10	12.59	16.32	39.67	4.22	19.09	14.05	16.93	1107.79	10.338
7	a	16.80	3.62	12.66	19.98	2.00	16.85	8.29	9.10	1.68	8.82
	d	19.70	4.02	15.98	33.43	4.13	19.35	6.86	14.94	35.02	8.55
22	c	19.89	5.73	20.23	∞	2.40	18.86	12.37	16.506	424.26	7.633
37	d	19.87	2.49	17.76	142.85	3.97	19.90	1.39	–	–	–
40	c	16.93	2.09	14.21	4.01	2.11	19.80	5.15	18.91	568.41	3.94
	e	19.48	2.98	16.67	120.58	2.67	20.83	6.04	18.82	87.93	3.41
49	a	19.46	6.58	18.60	1179.19	3.11	16.91	4.89	–	–	–
	b	18.91	2.00	–	–	–	16.87	3.44	–	–	–
	c			19.35	∞	3.92	18.22	3.93	–	–	–
56	a	16.98	3.37	–	–	–	–	–	–	–	–
93	b	18.03	3.43	15.85	167.09	2.98	–	–	–	–	–
NGC	92	15.72	0.99	14.00	44.39	0.99	17.38	10.09	11.73	34.62	21.147

Coluna (1): Identificação do grupo e da galáxia. Coluna (2): Brilho superficial do centro do disco em unidades de mag arcsec^{-2} . Coluna (3): Raio de escala em kpc. Coluna (4): Brilho superficial do bojo em unidades de mag arcsec^{-2} . Coluna (5): Raio característico em kpc. Coluna (6): Raio característico generalizado em kpc. Coluna (7): Brilho superficial do centro do disco em unidades de mag arcsec^{-2} . Coluna (8): Raio de escala em kpc. Coluna (9): Brilho superficial do bojo em unidades de mag arcsec^{-2} . Coluna (10): Raio característico em kpc. Coluna (11): Raio característico generalizado em kpc.

Figura 5.2: Perfil de densidade ISO e NFW versus o raio

5.1.4 Perfis do halo: contribuição do halo escuro

Neste trabalho foram utilizados dois modelos para o perfil de densidade do halo escuro: uma esfera isotérmica (ISO) e o perfil de densidade apresentado por Navarro, Frenk e White (NFW, Navarro, Frenk & White 1996). A forma analítica da esfera isotérmica é:

$$\rho = \frac{\rho_0}{[1 + (\frac{r}{r_0})^2]^{3/2}} \quad (5.3)$$

onde ρ_0 é a densidade central do halo e r_0 é o raio do *core*.

O perfil de NFW é:

$$\rho = \frac{\rho_0}{\frac{r}{r_0}(1 + \frac{r}{r_0})^2} \quad (5.4)$$

Na Figura 5.2 são apresentados os perfis de densidade ISO e NFW em função do raio (ambos normalizados pela densidade central e o raio do *core*, respectivamente). A partir desta figura pode-se notar o achatamento apresentado pelo perfil ISO na região central. Também pode-se observar que a região central do perfil NFW apresenta-se *cuspy*.

5.1.5 Estimativa de velocidade total de rotação

Uma vez obtidos os perfis de brilho superficial, estes foram usados para estimar a contribuição da componente estelar na curva de rotação observada. Isto só pode ser feito

supondo-se uma razão massa-luminosidade para cada objeto, a qual permite transformar o perfil de brilho em massa estelar. Neste trabalho considerou-se uma razão massa-luminosidade constante ao longo do raio. Para o caso do halo escuro, foram usados os perfis de densidade apresentados nas equações 5.3 e 5.4. Para esta análise, utilizou-se o procedimento desenvolvido por Carignan & Freeman (1985), atualizado por Blais-Ouellette et al. (2001). Este processo consiste na soma quadrática de cada componente que contribui para a velocidade de rotação da galáxia (estrelas do bojo, do disco, gás e matéria escura), i. e.:

$$V_{tot}^2 = V_{disco}^2 + V_{bojo}^2 + V_{gas}^2 + V_{haloescurto}^2 \quad (5.5)$$

Esta soma de velocidades é ajustada à curva de rotação observada, minimizando o χ^2 num espaço de quatro dimensões: $(M/L)_{disco}$, $(M/L)_{bojo}$, ρ_0 e r_0 .

5.1.6 Razão massa-luminosidade: Uma aproximação dinâmica e fotométrica

Caso dinâmico

As determinações de $(M/L)_{disco}$ e $(M/L)_{bojo}$ são cruciais neste tipo de estudo. Se estes parâmetros forem superestimados (ou) subestimados levarão à determinação de massas maiores (ou menores) do que os valores reais (onde para valores reais supõe-se que todas as galáxias seguem a relação de TF).

No caso da análise dos dados na banda J, não foram adotados limites inferiores nem superiores na determinação de M/L do disco e do bojo, de modo a poder-se comparar os resultados com aqueles da amostra de HCG estudada previamente por Plana et al. (2010). No caso da análise dos dados nas bandas r e R, foi adotado um limite inferior no cálculo de M/L . Este valor foi de $0.1 M_{\odot} L_{\odot}^{-1}$, sendo este o mesmo limite adotado por Spano et al. (2008) para a amostra de controle usada neste trabalho. Para os outros parâmetros da amostra de controle, foram adotados os seguintes limites inferiores: $r_0=1\text{kpc}$, $\rho_0=0.001 M_{\odot} \text{pc}^{-3}$. Estes limites foram usados para evitar resultados sem significado físico. Esses valores limites foram adotados também para a amostra de grupos compactos.

Caso fotométrico

Além de se obter os valores de M/L dos dados da cinemática de cada galáxia (método dinâmico), neste trabalho foi calculado também o valor de M/L para cada galáxia usando os modelos de Bell & de Jong (2001) e Bell et al. (2003), os quais foram apresentados no Capítulo 4. Devido ao fato desses modelos serem derivados da síntese de populações estelares, neste capítulo eles serão chamados POP. É interessante notar que a determinação da M/L através de cores ópticas é totalmente independente do método dinâmico. Neste sentido, espera-se que os resultados obtidos entre os dois métodos sejam similares.

No caso dos grupos compactos, as equações usadas para-se obter os valores de M/L são:

$$M/L_{J,B\&J} = 10^{-0.724+0.552(B-R)} \quad (5.6)$$

$$M/L_{R,B\&J} = 10^{-0.820+0.851(B-R)} \quad (5.7)$$

$$M/L_{J,BE} = 10^{-0.289+0.297(B-R)} \quad (5.8)$$

$$M/L_{R,BE} = 10^{-0.523+0.683(B-R)} \quad (5.9)$$

Para a amostra de controle, as equações são

$$M/L_{J,B\&J} = 10^{-0.621+0.794(B-V)} \quad (5.10)$$

$$M/L_{R,B\&J} = 10^{-0.660+1.222(B-V)} \quad (5.11)$$

$$M/L_{J,BE} = 10^{-0.261+0.433(B-V)} \quad (5.12)$$

$$M/L_{R,BE} = 10^{-0.52+1.094(B-V)} \quad (5.13)$$

onde B&J e BE referem-se a Bell & de Jong (2001) e Bell et al. (2003) (da mesma maneira como definido no Capítulo 4) e onde J e R denotam as bandas em que a M/L são determinadas.

Em um primeiro momento, os melhores parâmetros dinâmicos foram obtidos através da minimização do χ^2 (usando o modelo de Blais-Ouellette et al. 2001) deixando os M/L, r_0 e ρ_0 livres. Em um segundo momento, foram usados os valores de M/L derivados das cores ópticas (e das equações 5.6 até 5.13) como *inputs* no modelo de decomposição de massas, ou seja, apenas r_0 e ρ_0 foram deixados como parâmetros livres.

5.1.7 Usando estimativas dinâmicas e fotométricas para M/L: a relação de Tully-Fisher

Usando i) as velocidades máximas de rotação apresentadas no Capítulo 4, ii) as massas estelares derivadas através do modelo de massa, iii) as massas estelares derivadas através de cores ópticas (equações 5.6, 5.8, 5.10 e 5.12) e iv) as massas de gás calculadas no Capítulo 4, foram construídas as relações de TF estelar e bariônica para as galáxias dos grupos compactos, com o objetivo principal de comparar as massas estelares (e bariônicas) obtidas através da decomposição de massas e das cores ópticas

5.2 Resultados

5.2.1 Parâmetros do halo escuro

A partir da análise descrita acima, vemos que o halo das galáxias dos grupos compactos pode ser ajustado por um perfil de densidade de uma esfera isotérmica, seja usando o perfil de brilho superficial na banda J, r ou R. O perfil de densidade NFW também converge para galáxias dos HCG, embora os valores do χ^2 sejam maiores.

Nas Tabelas 5.2 e 5.3 são listados os diferentes valores de ρ_0 e r_0 obtidos usando a fotometria na banda J e r (ou R) para o perfil de densidade ISO. Estes mesmos valores são listados na Tabela 5.4 para o perfil de densidade NFW. Na Figura 5.3 são exibidas as densidades centrais do halo ρ_0 versus os raios do core r_0 para os perfis de densidade ISO e NFW, quando os perfis de brilho superficial foram obtidos a partir da fotometria na banda J (painéis esquerdos) e r (ou R, painéis direitos). Nestes gráficos, estrelas pretas correspondem às galáxias estudadas nesta tese, círculos pretos são as galáxias estudadas por

Tabela 5.2 - Parâmetros derivados na decomposição de massa para as galáxias dos grupos compactos, usando o perfil de densidade ISO, POP (ISO) B&J, POP (ISO) BE e a fotometria na banda J.

Parâmetros para o modelo ISO						Parâmetros para o modelo POP (ISO) B&J					Parâmetros para o modelo POP (ISO) BE					
HCG (1)	M/L _b (2)	M/L _d (3)	r ₀ (4)	ρ ₀ (5)	χ (6)	M/L _b (7)	M/L _d (8)	r ₀ (9)	ρ ₀ (10)	χ (11)	M/L _b (12)	M/L _d (13)	r ₀ (14)	ρ ₀ (15)	χ (16)	
2	a	0.01	0.05	14.0	0.027	5.94	0.01	0.58	20	0.019	7.45	0.01	0.94	24	0.016	9.78
	b	1.40	0.43	37.5	0.065	8.76	0.01	0.8	48.5	0.015	10.08	0.01	1.12	48.5	0.015	31.97
	c	1.23	0.91	17.0	0.009	4.51	–	0.76	–	–	–	–	1.09	–	–	–
7	d	0.03	0.10	1.5	0.16	1.8	0.05	0.780	1	0.190	2.46	–	1.11	–	–	–
22	c	0.001	1.45	81.0	0.016	6.42	1.29	0.87	81	0.015	6.39	0.73	1.17	81	0.015	6.4
37	d	–	1.2	116.0	0.022	4.91	–	0.36	116	0.025	91.78	–	0.73	116	0.025	23.18
40	c	–	0.4	3.5	0.15	3.35	–	2.4	–	–	–	–	2.02	–	–	–
	e	–	2.23	28	0.07	1.92	–	1.96	5	0.1	1.93	–	1.81	4	0.12	1.93
49	a	0.05	0.05	19	0.023	2.45	0.01	0.71	45	0.012	2.62	0.01	1.05	50	0.007	2.83
	b	–	0.05	0.6	0.765	8.32	–	0.59	0.6	0.355	12.60	–	0.95	–	–	–
	c	–	1.79	66	0.022	0.67	–	0.730	62	0.041	2.27	–	1.06	62	0.035	1.42
NGC	92	1.6	0.1	105	0.02	6.66	1.5	0.760	83	0.1	444.8	1.5	1.03	83	0.1	408.76

Coluna (1): Identificação do grupo e da galáxia. Coluna (2): Razão massa-luminosidade para o bojo da galáxia, em unidades de $M_{\odot}/L_{\odot}$ (modelo ISO). Coluna (3): Razão massa-luminosidade para o disco da galáxia, em unidades de $M_{\odot}/L_{\odot}$ (modelo ISO). Coluna (4): Raio característico (em kpc) para o halo escuro (modelo ISO). Coluna (5): Densidade central para o halo escuro em unidades de $M_{\odot} \text{ pc}^3$ (modelo ISO). Coluna (6): χ^2 reduzido (modelo ISO). Coluna (7): Razão massa-luminosidade para o bojo da galáxia, em unidades de $M_{\odot}/L_{\odot}$ (modelo POP ISO B&J). Coluna (8): Razão massa-luminosidade para o disco da galáxia, em unidades de $M_{\odot}/L_{\odot}$ (modelo POP ISO B&J). Coluna (9): Raio característico (em kpc) para o halo escuro (modelo POP ISO B&J). Coluna (10): Densidade central para o halo escuro em unidades de $M_{\odot} \text{ pc}^3$ (modelo POP ISO B&J). Coluna (11): χ^2 reduzido (modelo POP ISO B&J). Coluna (12): Razão massa-luminosidade para o bojo da galáxia, em unidades de $M_{\odot}/L_{\odot}$ (modelo POP ISO BE). Coluna (13): Razão massa-luminosidade para o disco da galáxia, em unidades de $M_{\odot}/L_{\odot}$ (modelo POP ISO BE). Coluna (14): Raio característico (em kpc) para o halo escuro (modelo POP ISO BE). Coluna (15): Densidade central para o halo escuro em unidades de $M_{\odot} \text{ pc}^3$ (modelo POP ISO BE). Coluna (16): χ^2 reduzido (modelo POP ISO BE).

Tabela 5.3 - Parâmetros derivados na decomposição de massa para as galáxias dos grupos compactos, usando o perfil de densidade ISO, POP (ISO) B&J, POP (ISO) BE e a fotometria na banda R.

Parâmetros para o modelo ISO																Parâmetros para o modelo POP (ISO) B&J						Parâmetros para o modelo POP (ISO) BE					
HCG	M/L _b	M/L _d	r ₀	ρ ₀	χ	M/L _b	M/L _d	r ₀	ρ ₀	χ	M/L _b	M/L _d	r ₀	ρ ₀	χ												
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)												
2	a	0.1	0.1	17	0.022	6.47	—	0.85	—	—	—	1.2	—	—	—												
	b	0.7	0.2	14	0.081	5.95	0.2	1.41	37	0.001	6.64	0.1	1.8	1	0.001	8.8											
	c	0.6	0.3	22	0.08	4.5	—	1.31	—	—	—	1.69	—	—	—	—											
7	d	0.3	0.1	2	0.086	2.1	0.2	1.36	1	0.001	2.48	0.1	1.75	1	0.001	4.79											
	c	0.1	0.1	7	0.038	7.33	0.1	1.59	39	0.002	24.11	—	1.98	—	—	—											
37	d	—	—	—	—	—	—	0.41	—	—	—	0.67	—	—	—	—											
40	c	0.3	0.4	5	0.1	6.89	3	7.62	3	0.1	4.84	3	6.97	3	0.1	5.9											
	e	3	3	50	0.1	3.73	3	5.57	50	0.1	3.41	3	5.42	50	0.1	3.42											
49	a	—	0.1	50	0.016	4.81	—	1.16	1	0.001	166.27	—	1.54	—	—	—											
	b	—	0.2	1	0.042	8.77	—	0.88	1	0.001	604	—	1.24	—	—	—											
	c	—	0.1	3	0.1	0.8	—	1.21	48	0.013	4.04	1.59	46	0.003	7.78	—											
NGC	92	1.1	0.1	50	0.009	12.43	0.8	1.29	50	0.001	14.69	0.8	1.48	50	0.001	16.11											

Ver a descrição da tabela ??

Tabela 5.4 - Parâmetros derivados na decomposição de massa para as galáxias dos grupos compactos usando o modelo NFW.

		Banda J					Banda R				
HCG		M/L _b	M/L _d	r ₀	ρ ₀	χ	M/L _b	M/L _d	r ₀	ρ ₀	χ
(1)		(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
2	a	0.15	0.15	25	0.015	319.72	–	–	–	–	–
	b	0.5	0.1	24	0.012	5.83	0.1	0.1	17	0.019	5.44
	c	0.4	2.7	32	0.001	4.84	0.1	0.2	49	0.001	5.26
7	d	0.9	1.1	4	0.001	2.77	0.2	1.2	3	0.001	2.48
22	c	0.1	0.4	80	0.001	18.41	0.1	0.1	44	0.002	22.8
37	d	–	0.9	1	0.028	3.75	–	–	–	–	–
40	c	–	–	–	–	–	0.1	1	7	0.063	3.58
	e	–	0.01	65	0.04	2.06	0.1	3	50	0.005	2.57
49	a	0.01	1.4	1	0.01	3.34	–	0.1	42	0.001	13.75
	b	–	0.72	1	0.1	15.4	–	0.2	1	0.059	8.25
	c	–	1.79	59	0.001	2.33	–	0.1	48	0.002	2.99
NGC	92	1.4	0.82	35	0.002	9.14	1	0.1	3	0.061	12.45

Coluna (1): Identificação do grupo e da galáxia. Coluna (2): Razão massa-luminosidade para o bojo da galáxia, em unidades de $M_{\odot}/L_{\odot}$ (coluna 7 para os dados na banda R). Coluna (3): Razão massa-luminosidade para o disco da galáxia, em unidades de $M_{\odot}/L_{\odot}$ (coluna 8 para os dados na banda R). Coluna (4): Raio característico (em kpc) para o halo escuro (coluna 9 para os dados na banda R). Coluna (5): Densidade central para o halo escuro em unidades de $M_{\odot} \text{ pc}^3$ (coluna 10 para os dados na banda R). Column (6): χ^2 reduzido (coluna 11 para os dados na banda R).

Plana et al. (2010) e as cruzeiros correspondem a galáxias da amostra de controle estudadas por Spano et al. (2008). Esses símbolos serão usados em todos os gráficos deste capítulo. Embora Spano et al. (2008) usaram somente dados na banda R para a análise das galáxias da amostra de controle, Plana et al. (2010) não encontraram diferenças importantes entre os parâmetros do halo derivados da fotometria na banda R e I para as galáxias dos grupos compactos. Por esta razão, em todos os painéis da Figura 5.3 serão usados para a amostra de controle os parâmetros do halo estimados por Spano et al. (2008), supondo que esses parâmetros são independentes da banda fotométrica. Usando o modelo ISO e a banda J, apontamos seis galáxias que não seguem a relação entre ρ_0 e r_0 definida pela amostra de controle. Estes objetos são HCG 2b, 22c, 37d, 40e, 49c e NGC 92, os quais apresentam maiores valores de r_0 do que o esperado, segundo a amostra de controle.

Para ter uma quantificação da correlação entre ρ_0 e r_0 (para o modelo ISO) foi feito um ajuste de mínimos quadrados entre esses parâmetros (segundo os painéis inferiores esquerdo e direito da Figura 5.3). Este ajuste foi do tipo: $\log(\rho_0) = \alpha \log(r_0) + \beta$. Na Tabela 5.5 são apresentados os parâmetros do ajuste (i. e. os valores da inclinação, α , e do ponto zero, β) encontrados para a amostra apresentada nesta tese, para a amostra apresentada por Plana et al. (2010), para ambas amostras juntas e para a amostra do GHASP. No caso da banda J, a inclinação apresentada pelas galáxias estudadas nesta tese é menor que a inclinação apresentada pela amostra de controle. Isto pode ser devido às galáxias discordantes HCG 2b, 22c, 37d, 40e, 49c e NGC 92. Isto também se reflete na inclinação derivada da análise feita na banda R, onde as galáxias com grandes valores de r_0 produzem uma relação (entre ρ_0 e r_0) menos inclinada do que a amostra de controle. Este mesmo resultado se mantém quando a amostra de Plana et al. (2010) é adicionada à amostra estudada nesta tese. É interessante notar que quando é feito um ajuste de mínimos quadrados tipo bissetor, a inclinação da relação entre ρ_0 e r_0 para a amostra total de grupos compactos esta de acordo com a inclinação apresentada pela amostra de controle. Para o modelo ISO e fotometria na banda J, $\alpha = -0.96 \pm 0.09$ e para o modelo ISO e fotometria na banda R $\alpha = -0.94 \pm 0.10$, muito próximo do valor de $\alpha = -0.94 \pm 0.12$ para a amostra do GHASP.

Se a distribuição de massa do halo é independente da banda fotométrica usada no processo de decomposição de massa, espera-se que a relação entre ρ_0 e r_0 seja a mesma para a análise feita nas bandas J e r (ou R). Comparando as Figuras 5.3 é possível notar

Tabela 5.5 - Parâmetros dos ajustes de mínimos quadrados da relação entre ρ_0 e r_0

	Perfil de densidade ISO							
	banda J				banda R			
	HCG ^a	HCG ^b	HCG ^c	GHASP ^d	HCG ^a	HCG ^b	HCG ^c	GHASP ^d
α	-0.61±0.09	-1.08±0.18	-0.68±0.12	...	-0.30±0.20	-0.83±0.12	-0.54±0.14	-0.94±0.12
β	-0.58±0.15	-0.48±0.21	-0.69±0.15	...	-1.02±0.17	-0.57±0.12	-0.80±0.13	-0.77±0.09

^a Galáxias desta amostra

^b Galáxias da amostra de Plana et al. (2010)

^c Amostra total de grupos compactos apresentadas em este trabalho e em Plana et al. 2010)

^d Galáxias da amostra de Spano et al. (2008)

que a relação entre ρ_0 e r_0 se mantém, embora as bandas fotométricas utilizadas sejam distintas.

Na Figura 5.4 são apresentadas a densidade central do halo (painel esquerdo) e o raio do core (painel direito), onde compara-se os modelos de massa feitos usando-se as bandas J e r (ou R). No painel da esquerda é possível notar que a densidade central do halo poderia ter um leve grau de dependência com a banda fotométrica. No caso do raio do core, existe uma boa correlação entre a estimativa deste parâmetro em diferentes bandas.

5.2.2 Estimativa dinâmica de M/L

A estimativa de M/L foi feita usando os perfis de brilho superficial nas bandas J e r (ou R). Para a banda J não supos-se um limite inferior para o valor de M/L, cabendo ao *software* a livre estimativa deste parâmetro. Para o caso do perfil de densidade ISO, este procedimento resultou na obtenção de alguns valores de M/L muito baixos. Assim, 25% da amostra apresentou valores de $M/L \leq 0.05$ (HCG 2a, 49a e 49b). Nas Tabelas 5.2 e 5.3 são listados os diferentes valores de M/L para o disco e para o bojo, obtidos usando a fotometria na banda J e r (ou R) para o perfil de densidade ISO. Estes mesmos valores são listados na Tabela 5.4 para o perfil de densidade NFW. Plana et al. (2010) também reportaram valores análogos para as razões de massa-luminosidade para outras galáxias de grupos compactos. No caso do perfil de densidade NFW, só uma galáxia (10% da amostra estudada nesta tese para a qual foi possível obter uma estimativa do valor de M/L do disco) apresentou um valor baixo para a razão massa-luminosidade do disco ($M/L \leq 0.05$).

Os resultados obtidos para a banda r (ou R) foram diferentes do caso anterior, devido

Figura 5.3: Comparação entre os parâmetros derivados para o halo escuro. As galáxias de campo são representadas pelo símbolo x. As galáxias dos grupos compactos são apresentadas por estrelas cheias (a amostra desta tese) e por círculos cheios (amostra apresentada em Plana et al. 2010). Os parâmetros estelares foram derivados utilizando-se a fotometria na banda J. Painel superior esquerdo: densidade central ρ_0 versus o raio do core r_0 para o perfil de densidade NFW e fotometria na banda J. Painel superior direito: densidade central ρ_0 versus o raio do core r_0 para o perfil de densidade NFW e fotometria na banda R. Painel inferior esquerdo: densidade central ρ_0 versus o raio do core r_0 para o perfil de densidade ISO e fotometria na banda J. Painel inferior direito: densidade central ρ_0 versus o raio do core r_0 para o perfil de densidade ISO e fotometria na banda R.

ao fato de que para esta banda foi adotado um limite inferior para a estimativa de M/L , a fim de comparar os resultados com aqueles da amostra de Spano et al. (2008). No caso

Figura 5.4: Correlação entre os parâmetros do halo obtidos a partir da fotometria nas bandas J e R e usando-se o perfil de densidade ISO. As estrelas cheias correspondem às galáxias estudadas nesta tese. Os círculos cheios correspondem às galáxias estudadas por Plana et al. (2010). Painel esquerdo: densidade central do halo (ρ_0). Painel direito: raio de core do halo (r_0).

do perfil de densidade ISO, 50% das galáxias da amostra de grupos compactos apresentou $M/L=0.1$, sendo este valor o limite inferior adotado na decomposição de massas nesta banda. Quando usou-se o perfil NFW (e a fotometria na banda r ou R) não foi possível fazer a decomposição de massas para duas galáxias da amostra e 50% do restante das galáxias apresenta M/L igual ao limite inferior adotado para a decomposição de massas nesta banda.

5.2.3 Estimativa fotométrica de M/L

As razões de M/L derivadas a partir de Bell & de Jong (2001) resultaram em valores menores do que os obtidos a partir de Bell et al. (2003). Quando a análise cinemática foi feita na banda J, usando-se o perfil de densidade ISO e o modelo de Bell & de Jong (2001) para a estimativa de M/L , observou-se que para 84% da amostra (dez galáxias) o método de decomposição de massas conseguiu convergir. Quando a mesma análise foi feita na banda r (ou R), essa porcentagem cai para 75%.

No caso das razões de M/L determinadas utilizando-se a metodologia de Bell et al.

(2003), o perfil de densidade ISO e a fotometria na banda J, a decomposição de massa convergiu para 66% da amostra. Quando esta análise foi feita na banda r (ou R), o método convergiu para 50% da amostra.

5.2.4 Comparação entre os valores de M/L

Na Figura 5.5 são exibidas as razões M/L obtidas através do modelo de massa e as razões de M/L obtidas através de cores ópticas versus as magnitudes absolutas das galáxias na banda B (painéis esquerdo e direito, respectivamente). Quando a razão M/L é determinada através da análise cinemática (painel esquerdo) não é possível encontrar uma correlação entre este parâmetro e a magnitude absoluta na banda B. Quando a razão M/L é estimada através de cores ópticas, os valores achados para a amostra de controle apresentam uma certa correlação com a luminosidade na banda B desses objetos. No caso das galáxias nos HCG, não é possível detectar nenhuma tendência entre estes parâmetros (painel direito). É importante notar que das 36 galáxias da amostra de controle estudadas por Spano et al. (2008), só 4 delas apresentam bojo. Neste sentido, para essas galáxias, $(M/L)_{disk}$ é representativo da galáxia como um todo.

No painel esquerdo da Figura 5.6 é exibida a razão M/L (na banda R) obtida usando as cores ópticas da galáxia versus o valor de M/L obtido através da decomposição de massa (usando o perfil ISO). No painel direito são exibidas as mesmas variáveis, mas neste caso o M/L foi derivado da decomposição de massa usando um perfil NFW para o halo escuro. Para a amostra de controle e a amostra dos HCG, não se tem objetos com valores de $(M/L)_{POP} \leq 0.4$. No entanto, 36% (66%) das galáxias da amostra de controle apresentam um valor de $(M/L)_{disk} \text{ ISO} \leq 0.4$ ($(M/L)_{disk} \text{ NFW} \leq 0.4$). Para as galáxias dos grupos compactos estudadas nesta tese, 90% (80%) das galáxias apresentam um valor de $(M/L)_{disk} \text{ ISO} \leq 0.4$ ($(M/L)_{disk} \text{ NFW} \leq 0.4$).

5.2.5 Relação de TF estelar e bariônica

Na Figura 5.7 é apresentada a relação de TF estelar e bariônica, para a amostra de controle e para as galáxias dos grupos compactos. As massas foram estimadas a partir da razão M/L para cada galáxia (estimada fotometrica- e cinematicamente) e da luminosidade na banda J. Nos painéis superiores são apresentadas as relações de TF estelares. No painel

Figura 5.5: Razão M/L do disco (obtida usando o perfil ISO) versus a magnitude absoluta na banda B. As galáxias de campo são representadas pelo símbolo x. As galáxias dos grupos compactos são apresentadas por estrelas cheias (a amostra desta tese) e por círculos cheios (amostra apresentada em Plana et al. 2010). Painel esquerdo: razão M/L obtida da análise dinâmica. Painel direito: razão M/L obtida usando a metodologia de Bell & de Jong (2001).

superior esquerdo, o valor de M/L foi obtido a partir das cores ópticas de cada galáxia, usando o método de Bell & de Jong (2001) ($M_{\star,POP}$). No painel superior direito, a razão M/L foi obtida a partir da análise cinemática apresentada acima ($M_{\star,ISO}$).

Nos painéis inferiores são apresentadas as relações de TF bariônicas. No painel inferior esquerdo, a massa bariônica é igual à soma da massa estelar obtida através de cores ópticas e da massa de gás calculada no Capítulo 4 ($M_{bar,POP}$). No painel inferior direito, a massa bariônica é a soma da massa estelar obtida através da decomposição de massas e da massa de gás calculada no Capítulo 4 ($M_{bar,ISO}$). As linhas tracejadas em todos os painéis correspondem ao ajuste de mínimos quadrados sobre a amostra de controle do GHASP, onde as M/L foram obtidas usando a metodologia de Bell & de Jong (2001).

$$M_{\star}^{GHASP} = (1.62 \pm 0.54) V_{max}^{(3.76 \pm 0.23)} \quad (5.14)$$

$$M_{bar}^{GHASP} = (3.52 \pm 0.43) V_{max}^{(3.03 \pm 0.19)} \quad (5.15)$$

Figura 5.6: Comparação entre as diferentes estimativas de M/L . As galáxias de campo são representadas pelo símbolo x . As galáxias dos grupos compactos são apresentadas por estrelas cheias (a amostra desta tese) e por círculos cheios (amostra apresentada em Plana et al. 2010). Painel esquerdo: razão M/L obtida através do perfil ISO (e do brilho superficial na banda R) versus a razão M/L obtida através das cores ópticas (B&J). Painel direito: razão M/L obtida através do perfil NFW (e do brilho superficial na banda J) versus a razão M/L obtida através das cores ópticas (B&J).

$$M_{*,POP}^{HCG} = (3.12 \pm 0.75) V_{max}^{(3.22 \pm 0.33)} \quad (5.16)$$

$$M_{*,ISO}^{HCG} = (1.94 \pm 1.29) V_{max}^{(3.54 \pm 0.60)} \quad (5.17)$$

$$M_{bar,POP}^{HCG} = (3.88 \pm 0.65) V_{max}^{(2.92 \pm 0.28)} \quad (5.18)$$

$$M_{bar,ISO}^{HCG} = (3.71 \pm 0.77) V_{max}^{(2.87 \pm 0.34)} \quad (5.19)$$

Segundo os painéis superiores da Figura 5.7, o ponto zero da relação estelar é menor quando as massas são estimadas através do modelo de massa. No painel inferior direito da Figura 5.7, onde agora massas bariônicas são consideradas, é possível notar que as galáxias que apresentaram baixas massas estelares (segundo o modelo de massa, HCG 49a, 2a, 16c)

Figura 5.7: Relação de Tully-Fisher estelar e bariônica para as galáxias dos grupos compactos. Paineis superior e inferior esquerdo: massas estelares foram calculadas usando a razão M/L obtida a partir de B&J. Paineis superior e inferior direito: massas estelares foram calculadas utilizando-se a razão M/L obtida a partir da decomposição de massas.

agora ficam mais próximas da relação de TF definida pela amostra de controle. Embora, comparando a região de galáxias de altas massas nos painéis inferiores esquerdo e direito, é possível notar que a estimativa da massa estelar através do modelo de massa ainda parece ser subestimada com relação a estimativa do método de cores, também no caso da TF bariônica.

5.2.6 Propriedades individuais de cada galáxia

Nesta seção serão descritas as propriedades do perfil de brilho de cada galáxia e as propriedades do modelo de massa para cada objeto. Para HCG 2a é apresentado o perfil de brilho na banda J, além das curvas de rotação obtidas do processo de decomposição de massa (Figuras 5.8). Para as outras galáxias, estas figuras serão apresentadas no Apêndice F.

HCG 2a

Neste trabalho estudou-se a distribuição de massa para os três membros deste grupo. Na banda J, o perfil de brilho superficial de HCG 2a pode ser ajustado por um disco exponencial e um bojo (painel superior da Figura 5.8). Para este objeto utilizou-se um perfil ISO e NFW para a distribuição do halo escuro. O perfil ISO (painel central esquerdo da Figura 5.8) ajusta a curva de rotação de melhor maneira que o perfil NFW (painel inferior direito da Figura 5.8). Quando o valor de M/L é determinado automaticamente no processo de minimização do χ^2 , o disco estelar apresenta pouca contribuição para a rotação da galáxia, do mesmo jeito que acontece com o bojo (painel central esquerdo da Figura 5.8). Se o valor de M/L é fixado segundo os modelos de Bell & de Jong (2001), o disco apresenta uma maior contribuição à curva de rotação, embora a componente que domina a rotação é o halo escuro (painel central direito da Figura 5.8)

No caso do perfil de brilho superficial na banda R, o brilho desta galáxia pode ser ajustado por um disco exponencial e um bojo. Como na banda J, o melhor ajuste sobre a curva de rotação é obtido usando-se o perfil de densidade ISO. Neste caso, a maior parte da massa da galáxia esta no halo escuro. Neste caso, quando o valor de M/L é fixado segundo Bell & de Jong (2001) ou Bell et al. (2003), o método de decomposição de massas não converge.

HCG 2b

O perfil de brilho superficial desta galáxia (Hickson 1993) pode ser ajustado por um disco exponencial e um bojo (painel superior da Figura F.1). Quando o perfil ISO é usado, a massa do disco domina sobre a massa do halo escuro na curva de rotação, diferente do modelo NFW, onde o halo tem uma maior contribuição na curva de rotação (painéis central

Figura 5.8: Painel superior: perfil de brilho superficial na banda J para a galáxia HCG 2a. A linha tracejada corresponde ao disco usado no modelo de decomposição de massa. A linha pontilhada representa o modelo do bojo. Painel central e inferior: Curva de rotação observada (pontos pretos) e as diferentes componentes de massa nesta galáxia. Linhas tracejadas correspondem à contribuição do disco. Linhas pontilhadas representam o bojo. O halo escuro é representado pela linha ponto-traço-ponto. A linha contínua é a soma de todas as componentes. Painel central (esquerdo): A razão M/L foi obtida a partir da decomposição de massa, utilizando-se o perfil de densidade ISO. Painel central (direito): a razão M/L foi fixada usando a metodologia de B&J. Neste caso também foi usado o perfil de densidade ISO. Painel inferior esquerdo: a razão M/L foi fixada usando a metodologia de BE. Neste caso também foi usado o perfil de densidade ISO. Painel inferior direito: a razão de M/L foi obtida através do modelo de decomposição de massa, usando um perfil de densidade NFW.

esquerdo e inferior direito da Figura F.1, respectivamente). Apesar destas diferenças, os dois perfis do halo escuro ajustam bem a curva de rotação observada. Quando o valor de M/L é fixado segundo Bell & de Jong (2001) ou Bell et al. (2003), a componente estelar domina a curva de rotação observada (painel central direito e inferior esquerdo da Figura F.1). Neste caso, a curva de rotação criada pelo modelo de decomposição de massas apresenta velocidades de rotação maiores do que as observações. Finalmente é interessante notar que a contribuição do bojo na curva de rotação desta galáxia é considerável.

O perfil de brilho superficial observado na banda R pode ser ajustado por um disco e um bojo. Esta última componente é mais importante nos primeiros 2 kpc. O melhor ajuste foi obtido usando um perfil de densidade tipo NFW. Neste caso, o halo tem uma maior contribuição na curva de rotação. O bojo aparece sendo mais massivo dentro dos dois primeiros kpc. Nos casos onde o valor de M/L é fixado de acordo com Bell & de Jong (2001) ou Bell et al. (2003), toda a massa da galáxia é localizada no disco. Nestes casos, o perfil do halo escuro não é muito importante.

HCG 2c

Um disco exponencial e um bojo podem ajustar o perfil de brilho observado para HCG 2c (na banda J, painel superior da Figura F.2). O perfil ISO consegue ajustar a distribuição de massa desta galáxia (painel central esquerdo da Figura F.2). Dentro dos primeiros 4 kpc, o bojo tem uma grande contribuição para a massa total da galáxia. O perfil NFW também ajusta a distribuição de massa para este objeto (painel inferior direito da Figura F.2). Neste caso, o disco parece ser menos massivo que quando o perfil ISO é usado. Quando o valor de M/L foi fixado, segundo os modelos de Bell & de Jong (2001) ou de Bell et al. (2003), não foi possível obter nenhum ajuste para a curva de rotação (painel central esquerdo e inferior esquerdo da Figura F.2).

O perfil de brilho superficial na banda R para este objeto pode ser ajustado com um disco exponencial e um bojo, o qual está presente nos primeiros 2 kpc desta galáxia. Neste caso, o ajuste que apresentou o menor χ^2 foi o do perfil ISO. Para este objeto, o halo escuro cresce linearmente com o raio. Na região interna (2 kpc), o bojo domina a distribuição da massa neste sistema. No caso do perfil NFW, o disco e o bojo são menos importantes (que no perfil ISO) como componentes da massa desta galáxia. Não foi possível ajustar a curva

de rotação observada com os valores de M/L obtidos segundo a metodologia de Bell & de Jong (2001) ou de Bell et al. (2003).

HCG 7d

O perfil de brilho desta galáxia (banda J) foi ajustado usando um disco exponencial e um bojo (painel superior da Figura F.3). O melhor modelo para a distribuição de massa deste objeto foi obtido utilizando-se um perfil de densidade ISO (painel central esquerdo da Figura F.3). Neste caso, o halo escuro domina a curva de rotação. A contribuição do bojo, para a massa total da galáxia, é pequena. O disco aumenta a sua contribuição ao longo do raio. O processo de decomposição de massa não converge quando o valor de M/L é fixado segundo a metodologia de Bell et al. (2003, painel inferior esquerdo da Figura F.3). Quando se usa o método de Bell & de Jong (2001, painel central direito da Figura F.3), é possível obter um ajuste para a curva de rotação observada. Neste caso, o halo escuro domina dentro dos primeiros 3 kpc, depois do qual o disco é levemente mais massivo do que o halo escuro. No caso do perfil NFW (painel inferior direito da Figura F.3), o halo escuro tem pouca importância na massa total da galáxia, em completa contraposição ao predito pelo modelo ISO para esta galáxia.

Um disco exponencial e um bojo são claramente visíveis no perfil de brilho superficial de HCG 7d. Como na banda J, o melhor ajuste da curva de rotação provém do perfil de densidade ISO. Neste caso, o halo escuro é a principal componente de massa desta galáxia. O bojo é importante só nos primeiros 4 kpc. No caso do perfil NFW, o halo tem pouca contribuição para a massa total da galáxia, sendo o disco a componente mais importante nesta galáxia. Este resultado é similar ao obtido fixando-se o valor de M/L (segundo a metodologia de Bell & de Jong 2001)

HCG 22c

O perfil de brilho deste objeto (banda J) pode ser ajustado por um disco exponencial e um pequeno bojo (painel superior da Figura F.4). O melhor ajuste para HCG 22c foi obtido para um perfil de densidade ISO, onde o valor de M/L foi fixado segundo o método descrito em Bell & de Jong (2001, painel central direito da Figura F.4). Neste caso, o halo escuro cresce linearmente com o raio, da origem até 8 kpc. A contribuição do disco para a

massa total da galáxia é constante de 0 a 5 kpc. O bojo tem uma importante contribuição na massa total apenas quando o valor de M/L é fixado. No perfil de densidade NFW, o halo escuro domina a curva de rotação observada (painel inferior direito da Figura F.4).

Na banda R, o perfil de brilho pode ser ajustado por um disco e um bojo. O perfil ISO fornece os melhores resultados neste caso. A maior parte da massa da galáxia encontra-se no halo escuro, de maneira análoga ao caso do perfil NFW. Quando os valores de M/L são fixados, o disco é a principal componente da massa total desta galáxia.

HCG 37d

Só basta um disco exponencial para ajustar o perfil de brilho observado para HCG 37d (na banda J, painel superior da Figura F.5). O melhor ajuste resulta do perfil de densidade ISO (painel central esquerdo da Figura F.5). Assim, a maior contribuição para a massa total deste objeto vem do disco estelar. No caso do perfil NFW (painel inferior direito da Figura F.5), o halo escuro tem uma maior contribuição que no perfil ISO, embora o disco estelar continue sendo a principal componente na massa da galáxia.

O modelo de decomposição de massas não conseguiu convergir para o perfil de brilho superficial na banda r.

HCG 40c

Apenas um disco exponencial é necessário para ajustar o perfil de brilho superficial (na banda J,) desta galáxia (painel superior da Figura F.6). Depois dos 9 kpc, extrapolou-se o disco exponencial usando um modelo teórico, para desta forma extrapolar-se até o último ponto da curva de rotação observada. O melhor ajuste foi obtido para um perfil de densidade ISO (painel central esquerdo da Figura F.6). O halo escuro tem uma grande contribuição na massa total desta galáxia, chegando à velocidade de rotação de 170 km s^{-1} , enquanto o disco chega à velocidade de rotação de $\sim 90 \text{ km s}^{-1}$. O perfil de densidade NFW não consegue ajustar a curva de rotação desta galáxia (painel inferior direito da Figura F.6). Quando os valores de M/L são fixados, não é possível o ajuste da curva de rotação observada (painéis central direito e inferior esquerdo da Figura F.6).

O perfil de brilho superficial na banda R pode ser ajustado por um disco exponencial e por um bojo. O melhor ajuste neste caso foi obtido utilizando-se um perfil de densidade

NFW. Neste caso, o halo tem a maior contribuição na massa total da galáxia. O halo só é responsável por uma pequena contribuição na massa total da galáxia. O disco chega a velocidades de rotação de 50 km s^{-1} nos 10 kpc. O perfil de densidade ISO também ajusta a curva de rotação de HCG 40c. Fixando o valor de M/L , encontram-se valores muito altos para a contribuição do disco na massa total da galáxia.

HCG 40e

O perfil de brilho na banda J para esta galáxia pode ser ajustado apenas por um disco exponencial (painel superior da Figura F.7). A curva de rotação observada apresenta poucos dados, chegando somente aos primeiros 3 kpc desta galáxia. O melhor ajuste foi obtido usando-se o perfil de densidade ISO para o halo (painel central esquerdo da Figura F.7). O disco tem a maior contribuição na massa total desta galáxia. O halo escuro cresce linearmente com o raio. No caso do perfil NFW, o disco tem pouca contribuição na massa total, sendo o halo a componente mais importante na massa da galáxia (painel inferior direito da Figura F.7). Os resultados obtidos para M/L fixo são similares a os resultados obtidos com o perfil de densidade ISO (painéis central direito e inferior esquerdo da Figura F.7).

O perfil de brilho na banda R pode ser ajustado por um disco e um bojo. Neste caso o perfil NFW fornece o melhor ajuste para a curva de rotação observada, sendo o halo a maior componente na massa da galáxia. Quando o perfil de densidade ISO é usado (além de um valor de M/L fixo), o ajuste mostra que o halo é a componente mais importante na massa deste objeto.

HCG 49a

O perfil de brilho na banda J pode ser ajustado por um disco exponencial e um bojo (painel superior da Figura F.8). Os resultados obtidos utilizando-se um perfil de densidade ISO e NFW são completamente diferentes. No primeiro caso, o halo escuro cresce linearmente, dominando quase toda a massa da galáxia. O disco tem uma velocidade máxima de rotação de apenas 20 km s^{-1} (painel central esquerdo da Figura F.8). No caso do perfil NFW, o disco é responsável pela maior contribuição na massa da galáxia. Aqui, o bojo e o halo quase não têm nenhuma contribuição para a massa total (painel inferior direito

da Figura F.8). Quando o valor de M/L é fixo (segundo Bell & de Jong 2001), o halo e o disco têm uma contribuição similar na massa total da galáxia (painel central direito da Figura F.1). Se o M/L é fixado de acordo com a metodologia de Bell et al. (2003), o disco mostra-se ser mais importante do que o halo (painel inferior esquerdo da Figura F.8). Em ambos casos onde o valor de M/L é fixo, o halo cresce linearmente com o raio. O bojo não tem uma contribuição significativa para a massa de HCG 49a.

O perfil de brilho observado na banda r pode ser ajustado apenas com um disco exponencial. Neste caso, o melhor ajuste foi obtido utilizando-se um perfil de densidade ISO. Novamente, o halo cresce linearmente com o raio. O disco só é importante nos primeiros 2 kpc da galáxia. Depois disto, a contribuição do disco se mantém constante. O perfil NFW ajusta uma curva de rotação com menores valores para a velocidade de rotação do que a observada. É interessante notar que fixando-se o valor de M/L , seja usando Bell & de Jong (2001) ou Bell et al. (2003), a curva de rotação resultante cresce com uma alta inclinação. Este fato poderia ser produzido por uma sobre estimativa do valor de M/L .

HCG 49b

Nenhum bojo foi detectado para esta galáxia. Desta forma, foi ajustado apenas um disco exponencial ao perfil de brilho observado na banda J de HCG 49b (painel superior da Figura F.9). O melhor ajuste foi obtido utilizando-se o perfil de densidade ISO (painel central esquerdo da Figura F.9). Neste caso, o halo domina a maior parte da massa da galáxia, embora fixando o valor de M/L de acordo com os modelos de Bell & de Jong (2001) também leve a bons ajustes (painel central direito da Figura F.9). Neste caso, o halo é importante na região interna da galáxia (primeiros 3 kpc). Depois disto, o disco é levemente mais massivo do que o halo. Os resultados obtidos a partir do perfil de densidade NFW são similares aos obtidos fixando-se o valor de M/L , embora o disco apresente uma contribuição mais importante na massa total da galáxia que o halo (painel inferior direito da Figura F.9).

Um disco exponencial é suficiente para ajustar o perfil de brilho observado na banda r . O melhor ajuste é obtido usando o perfil NFW. Neste caso, a maior parte da massa da galáxia está no disco estelar. O halo é constante com o raio a partir de 1 kpc. Resultados similares são achados quando se usa o modelos ISO. Quando são fixados os valores de

M/L, observa-se os mesmos problemas ocorridos para o caso de HCG 49a, i.e., as curvas de rotação possuem inclinações bem maiores do que as observadas.

HCG 49c

O perfil de brilho na banda J desta galáxia apresenta um pico entre 2 e 3 kpc. Este perfil foi ajustado apenas com um disco exponencial (painel superior da Figura F.10). Neste caso, utilizou-se o perfil de brilho observado, sem nenhuma extrapolação. Isto devido ao fato de que todo o perfil observado comporta-se como um disco exponencial. O melhor ajuste foi obtido empregando-se um perfil de densidade ISO (painel central direito da Figura F.10). Neste caso, o halo cresce linearmente com o raio. O disco domina a massa total nos primeiros 3 kpc, depois dos quais o halo escuro domina a massa total da galáxia. Na curva de rotação do disco, é possível detectar o pico visível no perfil de brilho superficial. Quando o valor de M/L é fixado, a curva de rotação modelada é superestimada (painel central direito e inferior esquerdo da Figura F.10). No caso de perfil de densidade NFW, o halo apresenta-se mais massivo do que o disco (painel inferior direito da Figura F.10)

Como no caso da banda J, o brilho superficial de HCG 49c na banda r pode ser ajustado apenas com um disco exponencial. O perfil ISO fornece os melhores resultados no ajuste da curva de rotação observada. A maior fração da massa deste objeto encontra-se no halo escuro, chegando a velocidades de rotação de 110 km s^{-1} nos ~ 5 kpc. Por outro lado, o disco tem uma velocidade de 25 km s^{-1} no mesmo raio. No caso do perfil NFW, o halo e o disco têm o mesmo comportamento que no perfil de densidade ISO. Quando o valor de M/L é fixado, o halo escuro cresce linearmente com o raio, embora a maior parte da massa esteja no disco estelar.

NGC 92

Esta galáxia apresenta uma cauda de maré na região sudoeste. Para evitar uma má interpretação dos resultados do proceso de decomposição de massas, removeu-se a cauda de maré da curva de rotação observada. O perfil de brilho na banda J foi ajustado com um disco exponencial e um bojo (painel superior da Figura F.11). O perfil de brilho superficial foi usado desde o centro da galáxia até os primeiros 3.7 kpc, com o objetivo de abranger o mesmo raio que o da curva de rotação. Segundo o perfil de brilho superficial, é possível

notar que a maior contribuição para a luminosidade de NGC 92 (nos primeiros 3.7 kpc) se origina no bojo. O melhor ajuste para a curva de rotação observada foi obtido utilizando-se o perfil de densidade ISO (painel central esquerdo da Figura F.11). Claramente, o bojo apresenta a maior contribuição para a massa total da galáxia, pelo menos nos primeiros 3.7 kpc. Embora a contribuição do halo escuro seja pequena nesta região, esta cresce linearmente com o raio, aumentando a importância da matéria escura a grandes raios. O perfil de densidade NFW apresenta os mesmos resultados que o modelo ISO (painel inferior direito da Figura F.11)

No caso do perfil de brilho superficial na banda R, novamente o bojo é a componente dominante nos primeiros 3.7 kpc. O perfil ISO forneceu os melhores resultados no ajuste da curva de rotação observada desta galáxia. Como no caso da banda J, a maior parte da massa dentro dos primeiros kpc deste objeto está contida no bojo. A massa do halo escuro não é importante nos primeiros kpc desta galáxia, embora esta cresça linearmente com o raio, chegando a 50 km s^{-1} aos 3.4 kpc. Este valor é similar ao apresentado pelo disco para o mesmo raio. Os resultados do perfil NFW são similares aos apresentados pelo perfil ISO, muito embora o halo apresente maiores velocidades de rotação (80 km s^{-1} nos 3.7 kpc). Quando fixa-se o valor de M/L , a contribuição do bojo é menor que nos casos anteriores. Assim, o halo escuro se mostra ainda menor do que nos casos apresentados anteriormente.

5.3 Discussão

Neste capítulo estudou-se a distribuição de massa das galáxias dos grupos compactos. Para isto foram usadas as curvas de rotação observadas, os perfis de brilho superficial na banda J e dois tipos de perfis de densidade para o halo escuro (ISO e NFW). Em função dessa análise, os principais resultados descritos neste capítulo foram:

1. O perfil de densidade ISO apresenta melhores resultados do que o perfil NFW para o halo escuro, como foi achado também por Plana et al. (2010).
2. Os parâmetros r_0 e o ρ_0 do halo escuro das galáxias em grupos compactos não apresentam grandes diferenças quando comparados com os valores obtidos para galáxias em ambientes menos densos, exceto algumas galáxias que apresentam maiores valores de r_0 do predito pela amostra de controle.

3. As massas estelares obtidas através da razão M/L , derivada do modelo de decomposição de massas, são, em média, menores do que os valores obtidos utilizando-se os valores de M/L derivados das cores ópticas das galáxias. Este fato é refletido na relação de TF, tanto estelar como bariônica.

5.3.1 Diferenças entre a razão M/L derivada através de cores ópticas e através da curva de rotação

Barnes et al. (2004) estudaram a distribuição de massa de 40 galáxias de alto brilho superficial. Estes autores não acharam uma correlação entre a razão M/L obtida através de cores ópticas e os valores obtidos através da análise dinâmica. Na mesma linha, Chemin et al. (2009) estudaram a cinemática de M31. Esses autores encontraram diferentes valores para a razão M/L , dependendo se esta razão é calculada através de cores no óptico ou estudando a curva de rotação dessa galáxia. Nesta tese, foram encontradas algumas diferenças entre os valores da razão M/L para as galáxias dos grupos compactos, dependendo do método usado na estimativa deste parâmetro. Embora esta diferença também exista no caso da amostra de controle, ela é maior no caso das galáxias dos grupos compactos (Figura 5.6). A questão é: por quê? Nesta tese demonstrou-se que as galáxias dos grupos compactos seguem a relação de TF definida por galáxias em ambientes menos densos. Evidentemente, esta relação só depende da velocidade máxima de rotação das galáxias e não da forma da curva de rotação. Isto poderia levar à suspeita de que a obtenção da razão M/L poderia depender da forma da curva de rotação. Neste sentido, espera-se que as galáxias dos grupos compactos apresentem curvas de rotação mais assimétricas que as galáxias do campo, devido às interações que as galáxias sofrem nestes ambientes. De fato, as curvas de rotação das galáxias dos HCG são mais assimétricas do que as das galáxias de campo. Para a amostra de 16 galáxias dos HCG para as quais foi possível obter a assimetria entre os dois lados da curva de rotação (segundo o método de Dale & Uson 2003), o valor médio desta assimetria foi $A_{RC}=0.35$. Para as galáxias da amostra de controle, este valor foi de $A_{RC}=0.13$, onde não foram levadas em conta as galáxias com $M_B \leq 18$, para assim atingir o mesmo intervalo de magnitudes das galáxias em grupos compactos (desta maneira a amostra de controle apresentou 133 galáxias). Este último fato está de acordo com os diferentes valores derivados para a razão M/L (valores obtidos usando-se

uma análise fotométrica e uma análise dinâmica). Assim, a estimativa dinâmica da razão M/L para as galáxias dos HCG pode estar sendo subestimada, devido à natureza das curvas de rotação.

5.3.2 Relação de Tully-Fisher: uma aproximação dinâmica

As relações de TF estelares apresentadas na Figura 5.7 (painel superior esquerdo e superior direito) apresentam claras diferenças. Quando as massas estelares foram derivadas através da análise dinâmica, 5 galáxias ficam fora da relação (1σ) definida pelas galáxias do campo, enquanto apenas uma destas galáxias é excluída da relação quando as massas estelares foram calculadas através de cores ópticas. Além destas mudanças específicas, os pontos zeros das relações definidas pelas galáxias dos grupos compactos nos painéis superiores da Figura 5.7 também mudam. Neste sentido, a relação de TF obtida através da análise cinemática apresenta um ponto zero menor do que a relação obtida através das cores ópticas. Para isto acontecer, a única possibilidade é uma sub-estimativa da massa estelar no caso cinemático, produto de uma sub-estimativa da razão M/L . Como foi discutido acima, as curvas de rotação de galáxias em grupos compactos são mais assimétricas do que as curvas apresentadas pelas galáxias do campo. Este fato pode se refletir no processo de decomposição de massa das galáxias dos grupos compactos.

Para testar se a forma da curva de rotação pode ter alguma influência no processo de decomposição de massa, usou-se uma curva de rotação teórica do tipo arcotangente (Courteau 1997), em vez da curva observada. Os resultados mudam quando são comparados com aqueles obtidos utilizando-se a curva de rotação observada. Por exemplo, a contribuição do bojo de HCG 2c para a curva de rotação observada é considerável, chegando a velocidades de $\sim 50 \text{ km s}^{-1}$ (painel superior esquerdo da Figura 5.9). No entanto, quando é usada a curva de rotação teórica, o bojo diminui a sua contribuição, chegando a valores de $\sim 15 \text{ km s}^{-1}$ (painel superior direito da Figura 5.9). A única diferença entre as duas análises foi a forma da curva de rotação. Quando a mesma comparação é feita para a galáxia HCG 7d, os resultados encontrados são completamente diferentes dos obtidos para HCG 2c. Neste caso, o bojo observado apresenta pouca contribuição para a curva de rotação ($\sim 10 \text{ km s}^{-1}$, painel inferior esquerdo da Figura 5.9). Quando é usada a curva de rotação teórica (arcotangente), o bojo aumenta a sua contribuição, chegando a valores de $\sim 50 \text{ km s}^{-1}$

(painel inferior direito da Figura 5.9). Esta é mais uma evidência de que a forma da curva de rotação pode ter fortes influências no estudo da distribuição de massa de galáxias.

Figura 5.9: Painéis superiores: Ajuste da distribuição de massa da galáxia HCG 2c usando a curva de rotação observada (painel esquerdo) e curva de rotação teórica (painel direito). Painéis inferiores: O mesmo caso apresentado nos painéis superiores, mas neste caso para a galáxia HCG 7d.

O conteúdo do meio intra grupo de grupos compactos

Nos capítulos anteriores foram estudadas as propriedades cinemáticas das galáxias dos grupos compactos. Até agora, ficou claro que as galáxias neste tipo de ambiente apresentam fortes sinais de interação, como curvas de rotação perturbadas, caudas de maré, desalinhamento entre o ângulo de posição estelar e gasoso, por exemplo. Esses sinais são principalmente produzidos pelo encontro entre galáxias e também pelas forças de maré existentes nos grupos de galáxias. Neste sentido: quais são as influências destas interações no meio intra grupo? Verdes-Montenegro et al. (2001) descobriram que uma grande parte do gás neutro das galáxias se encontra no meio intra grupo. Usando dados Fabry-Perot e espectroscópicos, Mendes de Oliveira et al. (2001, 2004) encontraram várias regiões de formação estelar, com características de aglomerados estelares, nas nuvens e caudas de gás neutro detectadas no grupo HCG 92. Com o espírito de avaliar o estágio evolutivo dos HCG, nesta seção é apresentada uma procura de regiões de formação estelar no meio intergaláctico de 7 grupos compactos de galáxias. O objetivo principal é o de estudar a densidade espacial dessas regiões em sistemas em interação e comparar essas densidades com os valores encontrados para amostras de controle. Uma vez localizadas estas regiões, serão estimadas suas cores FUV-NUV e suas idades. Assim, será possível especular sobre o destino final desses objetos. O método usado neste processo basicamente consiste em procurar regiões brilhantes no UV (e portanto possivelmente associadas a estrelas jovens), as quais estejam localizadas em nuvens (ou caudas de maré) de gás neutro, fora do corpo principal das galáxias.

6.1 Seleção dos sistemas

O critério de seleção dos sistemas estudados neste capítulo foi baseado em:

1. disponibilidade de dados no UV para as galáxias
2. disponibilidade de dados de HI para o grupo

6.2 Descrição dos sistemas

Os sistemas a serem estudados correspondem a sete grupos compactos de galáxias. Seis destes grupos foram escolhidos do catálogo de grupos compactos de Hickson et al. (1982): HCG 2, HCG 7, HCG 22, HCG 23, HCG 92 e HCG 100. Neste caso, o grupo HCG 92 foi re-analisado (este grupo tinha sido analisado anteriormente por Xu et al. 2005) para fazer uma procura sistemática de regiões de formação estelar no meio intergaláctico. O último grupo compacto a ser analisado foi o sistema NGC 92. Este sistema foi selecionado do catálogo de grupos compactos de Rose (1977) e Iovino (2002). Esses grupos encontram-se em diferentes estágios evolutivos. Por exemplo, enquanto HCG 92 e NGC 92 apresentam fortes sinais de interação, como caudas de maré, HCG 23 parece ser um grupo aberto, parte de uma estrutura maior (Williams & van Gorkom 1995).

Um sistema que foi estudado detalhadamente devido a sua peculiar cauda da maré gasosa foi HCG 100. Plana et al. (2003) estudaram a cinemática das galáxias deste grupo. Estes autores descobriram que todas as galáxias deste grupo apresentam fortes sinais de interação, que vão desde curvas de rotação assimétricas até o desalinhamento entre os eixos cinemático e morfológico. Verdes-Montenegro et al. (2001) estimaram a deficiência em HI que as galáxias dos grupos compactos apresentam (ver seção 4.1.4). Deste maneira, Verdes-Montenegro et al. (2001) acharam que HCG 100 é um grupo com deficiência em HI. Este gás pode ter sido usado na formação de estrelas ou ter sido ejetado para o meio intergaláctico.

6.3 Dados disponíveis

Os dados disponíveis para este estudo são imagens no UV, no óptico (principalmente na banda R) e mapas de HI. Todos estes dados foram descritos no Capítulo 2.

6.4 Análise

6.4.1 Características das fontes

O principal interesse deste trabalho é a procura de regiões de formação estelar no meio intergaláctico de sistemas em interação. Neste sentido, regiões detectadas em raios menores do que o raio óptico (R_{25}) das galáxias não serão consideradas como objetos intergalácticos. O espectro típico deste tipo de objetos apresenta uma forte emissão na linha de $H\alpha$, como se pode ver nos espectros das regiões HII intergalácticas apresentadas em Mendes de Oliveira et al. (2004), os quais são apresentados na Figura 1.2 desta tese. A partir de um único episódio de formação estelar para uma massa fixa de $10^6 M_{\odot}$, o tempo de vida da linha de $H\alpha$ é da ordem de 10 mega anos. Este fenômeno é produzido pelo curto tempo de vida das estrelas massivas, de tipo espectral O e B, as quais também são responsáveis pela emissão ultravioleta deste tipo de regiões de formação estelar. Estudos recentes encontraram uma boa correlação entre regiões com forte emissão no UV e picos na distribuição do hidrogênio neutro (Neff et al. 2005).

6.4.2 Detecção de fontes e fotometria

O presente estudo vai se concentrar na procura de regiões com forte emissão UV no meio intergaláctico dos HCGs, independente se há HI no meio intra grupo ou não. Neste caso, os resultados serão comparados com uma amostra de controle. No caso do grupo HCG 100, além da análise descrita anteriormente, serão procuradas regiões jovens na cauda de maré gasosa, dando uma maior importância à presença de possíveis galáxias anãs de maré.

Para procurar por fontes UV, definimos os limites do grupo compacto como um círculo de raio duas vezes o raio que contém as galáxias membro do grupo. Devido ao grande campo de visão do *GALEX*, as amostras de controle foram definidas como regiões de $15' \times 15'$ nas bordas da mesma imagem que contém o grupo compacto no centro. Para cada imagem, foram escolhidas três amostras de controle. Na detecção das regiões, usou-se o *software* SExtractor (SE, Bertin & Arnouts 1996) sobre as imagens com o céu subtraído nas bandas FUV, NUV e R (ou r). O limite de detecção utilizado foi de 1.5σ . Para cada banda fotométrica, escolheu-se a magnitude MAG_AUTO do SE como a magnitude total dos objetos. Uma vez obtido um catálogo de fontes para cada banda fotométrica, foi feita

uma fusão entre as coordenadas dos diferentes catálogos, a fim de se obter a fotometria de cada objeto em cada banda. Nesta fusão, foram consideradas apenas as fontes detectadas na banda FUV e utilizou-se um raio de 3" para o *match* dos catálogos. Isso permite obter informação sobre todos os candidatos a objetos jovens. Para a determinação das cores, utilizou-se uma abertura fixa de 4" nas bandas FUV e NUV, através da tarefa PHOT do IRAF. Magnitudes UV totais e de abertura fixa foram corrigidas da extinção da Via Láctea, adotando-se $A_{FUV}=8.29 \times E(B-V)$ e $A_{NUV}=8.18 \times E(B-V)$ (Seibert et al. 2005). Os excessos de cores $E(B-V)$ foram obtidos de Schelegel et al. (1998).

6.4.3 Evolução da cor FUV-NUV em função do tempo: estimativa de idades e massas

O uso de modelos de populações estelares permite conhecer a evolução no tempo de uma dada população estelar. Se nestes modelos se considera a evolução apenas em um certo intervalo de comprimento de onda, pode ser obtida a evolução das diferentes magnitudes (através dos diferentes filtros fotométricos) em função do tempo. Neste trabalho, foi usada a evolução das magnitudes FUV e NUV para um modelo de população estelar simples, gerado pelo modelo de população estelar STARBURST99 (Leitherer et al. 1999). No estudo das regiões de formação estelar no meio intergaláctico de grupos compactos utilizou-se uma função inicial de massa tipo Chabrier, de acordo com os modelos desenvolvidos por Thilker et al. (2007). Estes modelos usam uma extinção interna de $E(B-V)=0.20$ e a lei de extinção da Via Láctea. Na Figura 6.1 é apresentada a evolução da cor FUV-NUV em função do tempo.

Usando as cores FUV-NUV e os modelos descritos acima, é possível obter uma estimativa da idade do surto de formação estelar em cada região, considerando sempre um modelo de população estelar simples para a sua formação.

Uma vez obtida a idade para cada região e conhecida a sua luminosidade na banda FUV, é possível obter uma estimativa da massa de cada objeto, conhecendo-se a evolução desta luminosidade no tempo. Para isto foi usado o modelo STARBURST99.

Figura 6.1: Evolução temporal da cor FUV-NUV (com um excesso de cor de $E(B-V)=0.2$).

6.5 Resultados

6.5.1 Densidade superficial de regiões de formação estelar

Na Figura 6.2 é apresentada a imagem na banda NUV do grupo compacto HCG 2. Círculos indicam as regiões detectadas neste trabalho (as quais são enumeradas). Devido ao fato de não termos *redshifts* das regiões de formação estelar no meio intragrupo encontradas, é possível que nossos objetos não estejam associados ao grupo.

Para avaliar se algum grupo compacto apresenta um excesso de regiões UV, foi calculada a densidade espacial desses objetos. Esta densidade espacial foi definida como o número de regiões dentro do círculo que tem um raio duas vezes maior que o raio que contém as galáxias do grupo. Dentro da área definida por este círculo, foram excluídos os membros do grupo, os quais foram definidos pela elipse de eixos a e b , conforme Hickson (1993). Assim, as regiões detectadas sobre os membros do grupo não foram levadas em conta na análise da densidade superficial de objetos do meio intragrupo. Na Tabela 6.1 são apresentadas as densidades superficiais de regiões UV no meio intra grupo, como também nas diferentes amostras de controle. O grupo HCG 92 apresenta a maior densidade superficial de regiões detectadas no UV, seguido pelo grupo HCG 22 e HCG 100. Comparando os resultados

Figura 6.2: Imagem NUV do grupo HCG 2. As candidatas para regiões de formação estelar no meio intra grupo estão marcadas por círculos vermelhos e números brancos. As principais galáxias do grupo são etiquetadas com letras brancas.

Tabela 6.1 - Densidade superficial de objetos Σ (#objects arcmin $^{-2}$) no IGM dos grupos compactos

Grupo compacto	Σ Grupo compacto	Σ Amostra de controle 1	Σ Amostra de controle 2	Σ Amostra de controle 3
HCG 2	0.07 ± 0.03	0.07 ± 0.02	0.05 ± 0.02	0.16 ± 0.03
HCG 7	0.15 ± 0.04	0.16 ± 0.03	0.20 ± 0.03	0.17 ± 0.03
HCG 22	0.25 ± 0.07	0.12 ± 0.03	0.11 ± 0.03	0.13 ± 0.03
HCG 23	0.06 ± 0.02	0.08 ± 0.02	0.13 ± 0.03	0.11 ± 0.03
HCG 92	0.28 ± 0.05	0.05 ± 0.02	0.08 ± 0.02	0.08 ± 0.02
HCG 100	0.20 ± 0.07	0.09 ± 0.02	0.08 ± 0.02	0.14 ± 0.03
NGC 92	0.16 ± 0.07	0.23 ± 0.03	0.20 ± 0.03	0.12 ± 0.02

com as amostras de controle, HCG 92 apresenta um excesso de candidatas a regiões de formação estelar no meio intragrupo. Várias dessas regiões foram detectadas sobre as caudas de marés visíveis no grupo HCG 92.

Como o principal objetivo deste capítulo é a procura de candidatos a regiões jovens, foram levadas em conta apenas as regiões com cores mais azuis do que $FUV-NUV=1$. Este valor é similar ao limite adotado por Gil de Paz et al. (2007). Estes autores acharam que a cor $FUV-NUV$ típica das galáxias espirais (e portanto associada a episódios de formação estelar) é $FUV-NUV=0.9$. Foi calculada a média das cores $FUV-NUV$ para as candidatas a regiões de formação estelar em cada grupo compacto. O menor valor para esta cor, ou

Tabela 6.2 - Valores estatísticos

	Amostras de controle individuais		Amostra de controle total	
	D ^a	P ^b	D	P
HCG 2	0.29	0.67	0.30	0.56
HCG 7	0.36	0.06	0.37	0.03
HCG 22	0.25	0.47	0.18	0.79
HCG 23	0.31	0.39	0.29	0.39
HCG 92	0.40	0.00	0.42	0.00
HCG 100	0.33	0.33	0.32	0.32
NGC 92	0.21	0.96	0.22	0.95
Todas as regiões			0.20	0.00

^a D corresponde ao máximo desvio vertical entre duas distribuições cumulativas na estatística K-S.

^b P corresponde ao nível de significância da estatística K-S. Pequenos valores de P mostram que a função de distribuição cumulativa da amostra de controle é significativamente diferente da distribuição das regiões de formação estelar no IGM.

seja, o valor mais azul, é apresentado pelo grupo HCG 92, com um valor médio de FUV-NUV=0.13±0.26. No caso dos grupos HCG 7 e HCG 22, a média das cores FUV-NUV mostrou-se mais vermelha do que a da amostra de controle.

A fim de comparar de uma maneira estatisticamente mais robusta os resultados até aqui encontrados, foi usado o teste Kolmogorov-Smirnov (KS). Este teste foi utilizado para saber se as cores ultravioletas apresentadas pelas candidatas a regiões de formação estelar nos grupos compactos seguem a mesma distribuição apresentada pelas regiões detectadas nas amostras de controle. Na Tabela 6.2 são listados os resultados para cada grupo compacto. O resultado mais significativo corresponde a HCG 92, onde a distribuição das cores FUV-NUV tem uma probabilidade de 0.001% de ter a mesma distribuição da amostra de controle. Quando é feita apenas uma amostra de controle, a partir de todas as amostras de controle para cada grupo, HCG 92 ainda assim apresenta uma distribuição de cores FUV-NUV diferente daquela apresentada pela amostra de controle. Se é feita somente uma amostra com as candidatas a regiões de formação estelar de todos os grupos, e esta é comparada com a amostra de controle total, se tem que a distribuição de cores FUV-NUV para os grupos compactos tem uma probabilidade de 0.005% de ter a mesma distribuição que a da amostra de controle. No entanto, quando são removidas as regiões de HCG 92 e HCG 100, esta probabilidade sobe para 48%, sugerindo que somente para estes dois grupos existe uma diferença significativa.

6.5.2 Cores e idades das candidatas a regiões de formação estelar no IGM.

Na Tabela 6.3 são listadas as coordenadas, magnitudes totais nas banda FUV e NUV, a cor FUV-NUV obtida numa abertura fixa de 4" e as idades (apenas para as regiões com cores FUV-NUV < 0.1) para as candidatas a regiões de formação estelar no IGM do HCG 2. As tabelas com os resultados para os outros grupos são apresentadas no Apêndice D (Torres-Flores et al. 2009). O grupo HCG 92 apresentou a menor média FUV-NUV da amostra. Neste caso foram encontradas várias regiões com idades jovens. Quatro regiões encontradas em HCG 92 coincidem com os quatro objetos detectados por Mendes de Oliveira et al. (2004, ver Figura 1.2 desta tese). Esses autores usaram dados espectroscópicos do GEMINI/GMOS para estimar as idades, massas e metalicidades desses objetos. É interessante notar que as idades derivadas neste trabalho estão em acordo com as idades derivadas por Mendes de Oliveira et al. (2004), ao menos para três dos quatro objetos. Uma superestimação da extinção interna do objeto poderia explicar a diferença na idade do quarto objeto. Das 36 regiões detectadas neste grupo (como apresentado no Apêndice D) 7 delas apresentam idades menores do que 10 mega anos. É interessante notar que o excesso de regiões apresentado por HCG 92 está em acordo com os resultados cinemáticos para este grupo. Plana et al. (1999) não detectaram gás ionizado no disco das galáxias desse sistema (o que concorda com a imagem de HI apresentada no Capítulo 1). Dessa maneira, esses autores não conseguiram obter as curvas de rotação das galáxias neste sistema, embora eles tenham encontrado gás ionizado no meio intergaláctico de HCG 92. Neste sentido, grupos compactos que apresentam galáxias com uma cinemática anômala poderiam apresentar regiões de formação estelar no meio intragrupo. Resultado semelhante também foi encontrado para o grupo NGC 92 (ver Apêndice D). No caso particular deste grupo, uma das regiões (objeto número 3) foi detectada na ponta da cauda de maré óptica da galáxia NGC 92. A idade desse objeto, derivada a partir das cores FUV-NUV, foi de ~ 44 mega anos. No entanto, sua imagem monocromática revelou várias regiões emitindo em $H\alpha$, as quais se veem refletidas no mapa de velocidades de NGC 92. Na Figura 6.3 é apresentada a localização desta região, além do mapa de velocidades de NGC 92, onde é possível observar que a região 3 está no mesmo *redshift* do grupo.

Figura 6.3: Pannel esquerdo: Imagem NUV do grupo NGC 92. As candidatas a regiões de formação estelar no meio intra grupo estão marcadas por círculos vermelhos e números brancos. As principais galáxias do grupo são etiquetadas com letras brancas. O quadrado vermelho indica a região com observação Fabry-Perot disponível. Pannel direito: mapa de velocidades de NGC 92.

Tabela 6.3 - Propriedades observadas e derivadas para as regiões de HCG 2

ID	R.A. (2000)	DEC. (2000)	FUV	NUV	FUV-NUV ^a	Idade ^b (mega anos)
1	7.81289	8.50144	20.04 ± 0.04	19.04 ± 0.02	0.85 ± 0.05	
2	7.82440	8.48604	21.46 ± 0.10	20.67 ± 0.06	0.49 ± 0.11	
3	7.84238	8.47191	19.58 ± 0.05	18.73 ± 0.02	0.91 ± 0.12	
4	7.78734	8.44088	21.99 ± 0.14	21.40 ± 0.10	0.33 ± 0.14	
5	7.80517	8.37961	20.99 ± 0.07	20.85 ± 0.06	0.05 ± 0.09	40.8
6	7.88140	8.36569	20.00 ± 0.04	19.72 ± 0.03	0.16 ± 0.07	

^a Cores estimadas usando uma abertura fixa de 4" de raio.

^b Idade usando cores FUV-NUV e os modelos de Thilker et al. (2007).

6.5.3 Um caso particular: HCG 100

Os resultados listados acima mostram que grupos compactos que apresentam claros sinais de interação são bons candidatos para o estudo do processo de formação estelar fora do disco das galáxias. Neste sentido, um grupo que tem galáxias cinematicamente perturbadas, além de apresentar uma extensa cauda de maré gasosa, é o grupo HCG 100. A procura de regiões jovens de formação estelar descrita acima não cobriu a região da cauda de maré gasosa (devido à definição do limite do grupo descrita na seção 6.4.2). Aqui o interesse está em detectar regiões com forte emissão no UV que estejam localizadas sobre ou perto da distribuição de HI. A maior diferença entre esta nova análise e a descrita acima é que a nova usa mapas de HI, e os candidatos são procurados sobre a distribuição do gás neutro.

Propriedades das regiões detectadas em HCG 100

No painel esquerdo da Figura 6.4 é apresentada a imagem NUV do grupo HCG 100. Os contornos brancos correspondem à distribuição de HI, onde os contornos são as iso-densidades de 0.6, 1.2, 2.1, 3.6, 4.4, 5.1, 5.9, 6.6 e $7.4 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$, listados de fora para dentro. As candidatas a regiões de formação estelar são marcadas pelos círculos pretos. Neste trabalho foi encontrado um total de 16 candidatas a regiões de formação estelar. No painel direito da Figura 6.4 é apresentada uma imagem na banda R (CTIO, descrita no Capítulo 2) de cada região. Novamente os contornos brancos correspondem à distribuição de HI. Embora alguns desses objetos possam parecer galáxias de fundo (e.g. região 6), a maioria deles não apresenta uma morfologia bem definida. É interessante notar que além das galáxias principais do grupo, dois objetos estão localizados nos máximos da distribuição de HI. Esses objetos são os de números 3 e 4. Neff et al. (2005) estudaram a formação de novas associações estelares no gás neutro existente em sistemas em interação. Estes autores encontraram uma boa correlação entre a emissão UV e os picos na distribuição do HI. Em alguns casos, estes objetos detectados no UV apresentam as massas típicas das galáxias TDG.

Nas Tabelas 6.4 e 6.5 são apresentadas algumas das propriedades mais importantes para cada região. Na Tabela 6.4, é fornecida a informação fotométrica para cada objeto (magnitudes nas bandas R, NUV e FUV), enquanto que na Tabela 6.5 são listados alguns

Figura 6.4: Panel esquerdo: Imagem na banda NUV do grupo HCG 100. Contornos indicam a distribuição de iso-densidades do HI ($0.6, 1.2, 2.1, 3.6, 4.4, 5.1, 5.9, 6.6$ e $7.4 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$). As candidatas a regiões de formação estelar foram enumeradas. Painel direito: Imagem na banda R de cada região detectada no UV.

dos parâmetros físicos desses objetos. Inspeccionando-se a coluna 4 da Tabela 6.5, é possível notar que várias das regiões têm idades da ordem de 3 mega anos. É interessante notar que, os dois objetos que coincidem com os picos da distribuição do HI, regiões 3 e 4, apresentam idades jovens (<1 e 3.3 mega anos, respectivamente). Além disso, ambos objetos possuem altas massas de gás neutro a eles associadas, como pode ser visto na coluna 6 da Tabela 6.5. Outra característica interessante apresentada pelos objetos 3 e 4 é a distância destes às galáxias do grupo compacto (137 e 60 kpc, respectivamente).

6.6 Discussão

Nesta seção são discutidos os resultados encontrados neste capítulo.

Duc & Mirabel (1998), Mendes de Oliveira et al. (2004), Ryan-Weber et al. (2004) estudaram a formação de novos sistemas estelares no meio intergaláctico de objetos em interação. As massas destes novos sistemas vão desde $10^4 M_{\odot}$ até $10^9 M_{\odot}$, onde a principal componente é a massa de gás. Se as interações entre galáxias são um fenômeno comum nos grupos compactos, espera-se achar um alto número de regiões de formação estelar no meio intergaláctico dos HCG. De fato, os grupos que apresentam claros sinais de interação

Tabela 6.4 - Fontes UV detectadas em HCG 100

ID	RA	Dec	R ^a	NUV	FUV	FUV-R	FUV-NUV
1	0.2410	13.0647	18.80 ± 0.01	20.56 ± 0.04	20.44 ± 0.06	1.64 ± 0.06	-0.12 ± 0.07
2	0.2526	13.1161	19.54 ± 0.01	21.61 ± 0.08	21.48 ± 0.10	1.94 ± 0.10	-0.13 ± 0.13
3	0.2722	13.0236	19.09 ± 0.01	21.61 ± 0.08	21.21 ± 0.09	2.12 ± 0.09	-0.40 ± 0.12
4	0.2929	13.0859	20.25 ± 0.04	21.26 ± 0.07	21.09 ± 0.09	0.84 ± 0.10	-0.17 ± 0.12
5	0.2933	13.1377	19.42 ± 0.01	22.43 ± 0.15	22.79 ± 0.22	3.37 ± 0.22	0.36 ± 0.27
6	0.3076	13.1630	17.48 ± 0.00	20.19 ± 0.03	20.20 ± 0.05	2.72 ± 0.05	0.01 ± 0.06
7	0.3176	13.0290	18.43 ± 0.00	22.85 ± 0.11	21.70 ± 0.12	3.27 ± 0.12	-1.15 ± 0.16
8	0.3188	13.0724	20.39 ± 0.01	22.49 ± 0.13	21.18 ± 0.11	0.79 ± 0.11	-1.31 ± 0.17
9	0.3429	13.1208	20.35 ± 0.01	22.24 ± 0.11	22.10 ± 0.16	1.75 ± 0.16	-0.15 ± 0.19
10	0.3535	13.0704	19.75 ± 0.01	21.92 ± 0.09	21.66 ± 0.11	1.91 ± 0.11	-0.26 ± 0.14
11	0.3627	13.0532	19.42 ± 0.01	21.63 ± 0.07	21.62 ± 0.10	2.20 ± 0.10	-0.01 ± 0.12
12	0.3704	13.1375	18.88 ± 0.00	22.15 ± 0.09	21.98 ± 0.14	3.10 ± 0.14	-0.18 ± 0.17
13 ^b	0.3735	13.0986	17.69 ± 0.00	19.63 ± 0.02	19.59 ± 0.04	1.90 ± 0.04	-0.04 ± 0.04
13A	0.3738	13.0987	17.83 ± 0.01	19.78 ± 0.05	19.81 ± 0.17	1.98 ± 0.17	0.03 ± 0.18
13B	0.3719	13.0984	17.77 ± 0.01	19.62 ± 0.04	19.83 ± 0.04	2.06 ± 0.04	0.22 ± 0.06
14	0.3773	13.1041	20.42 ± 0.01	21.63 ± 0.08	21.10 ± 0.09	0.69 ± 0.09	-0.53 ± 0.12
15	0.3796	13.0950	19.52 ± 0.01	22.04 ± 0.12	21.79 ± 0.14	2.27 ± 0.14	-0.25 ± 0.19
16	0.3816	13.0817	18.89 ± 0.00	21.55 ± 0.06	21.30 ± 0.11	2.41 ± 0.11	-0.24 ± 0.12

^aAs magnitudes em todas as bandas foram obtidas com o programa SExtractor. Neste caso, foi utilizada a magnitude MAG_AUTO. O avermelhamento produzido pela Via Láctea foi corrigido usando os mapas de Schlegel et al. (1998, no caso da banda R) e os resultados de Seibert et al. (2005, no caso das bandas FUV e NUV).

^bA região número 13 foi dividida em dois objetos (A e B), usando a tarefa POLYPHOT no IRAF.

Tabela 6.5 - Propriedades físicas das regiões

ID	L_{FUV} (erg/s) ^a	L_{NUV} (erg/s)	Idade ^b	$\log(M_*)$ ^c	$\log(M_{HI})$ ^d	Sep ^e
1	5.90E+040	5.70E+040	3.9	5.0		131.2
2	2.27E+040	2.16E+040	3.8	4.6		102.2
3	2.91E+040	2.17E+040	<1	4.7	9.6	137.2
4	3.25E+040	2.98E+040	3.3	4.7	10.4	60.7
5	6.79E+039	1.02E+040	194.1	6.5	9.9	61.2
6	7.41E+040	8.01E+040	26.9	6.3	9.2	74.7
7	1.84E+040	6.90E+039	<1	4.5		108.5
8	2.98E+040	9.62E+039	<1	4.7	10.0	53.9
9	1.28E+040	1.21E+040	3.5	4.6	9.8	17.5
10	1.92E+040	1.63E+040	2.9	4.4		58.8
11	2.00E+040	2.13E+040	21.0	5.6		83.7
12	1.43E+040	1.31E+040	3.2	4.3		58.0
13	1.29E+041	1.35E+041	13.7	6.2	9.5	53.3
13 A	1.03E+041	1.36E+041	118.7			
13 B	1.06E+041	1.17E+041	33.8			
14	3.22E+040	2.13E+040	<1	4.8	9.5	56.3
15	1.70E+040	1.46E+040	2.9	4.3	9.5	62.1
16	2.67E+040	2.29E+040	2.9	4.5		72.0

^aAs luminosidades FUV e NUV estão em erg s^{-1} e elas foram divididas pela largura de cada banda (269Å e 616Å, respectivamente) para assim obter-se a luminosidade em erg/s/Å .

^bIdade em mega anos obtida usando os modelos de Thilker et al. (2007) e assumindo um excesso de cor igual a $E(B-V)=0.2$.

^cAs massas estelares foram obtidas usando as idades de cada região (coluna 4) e a luminosidade no FUV (L_{1530} (erg/s/Å)).

^dMassas de HI. O tamanho do feixe da observação foi de $61.0'' \times 55.23''$, logo estas massas podem estar contaminadas pela emissão dos objetos vizinhos.

^eDistância em kpc entre cada objeto e HCG 100a

(como caudas de maré gasosas) apresentam um excesso de regiões brilhantes no UV, as quais podem ser associados à presença de uma população estelar jovem. O grupo HCG 92 é um excelente exemplo. Das 36 regiões encontradas no meio intragrupo, 9 delas possuem idades menores ou iguais a 10 mega anos, portanto associadas à formação estelar recente. De acordo com a análise cinemática deste grupo desenvolvida por Plana et al. (1999), as principais galáxias de HCG 92 não apresentam emissão em $H\alpha$ no disco, o que está de acordo com o cenário onde a maior parte do gás das galáxias foi ejetado de seus discos, devido às interações e forças de maré. Pelos resultados achados neste trabalho, este gás esta se transformando num berçário de novos sistemas estelares.

Em oposição aos resultados encontrados para HCG 92, o grupo HCG 7 não apresentou nenhum excesso de regiões UV. É interessante notar que os mapas de velocidades e as curvas de rotação deste grupo não apresentam grandes sinais de interação. No caso de HCG 7, a falta de regiões de formação estelar no meio intragrupo e a presença de galáxias com curvas de rotação bem comportadas estão em perfeito acordo.

Um grupo que foi estudado em mais detalhes foi HCG 100. Plana et al. (2003) estudaram a cinemática das galáxias deste grupo, achando fortes sinais de interação em todos os seus membros. Tal cenário de fortes interações é corroborado pela presença da cauda de maré gasosa neste grupo. A procura de regiões de formação estelar neste grupo revelou resultados interessantes. Duas regiões, com idades menores do que 4 mega anos, foram encontradas nos picos de densidade da distribuição do gás neste sistema. Devido ao fato desses objetos serem jovens e estarem a distâncias superiores a 60 kpc das maiores galáxias do grupo, neste trabalho se sugere que estes objetos foram formados no mesmo lugar onde agora se encontram, descartando assim que eles poderiam ter sido formados nas galáxias e expulsos durante as interações entre as galáxias membros do grupo. Recentemente, a espectroscopia do GEMINI/GMOS confirmou o *redshift* desses dois objetos, os quais realmente fazem parte do grupo HCG 100. A estimativa da abundância de oxigênio para estes objetos mostrou que eles foram formados a partir do gás enriquecido. Estes fatos sugerem que esses dois objetos podem ser duas galáxias anãs de maré em formação (Urrutia-Viscarra et al. 2010).

Outra interessante correlação entre o estágio cinemático das galáxias e a presença de regiões de formação estelar no IGM pode ser vista no grupo NGC 92. A maior galáxia deste

grupo, NGC 92, apresenta uma cauda de maré visível tanto no óptico quanto em HI, além de um mapa de velocidade perturbado. Usando dados UV, neste trabalho encontrou-se uma candidata a galáxia de maré na cauda de NGC 92. Este resultado está em completo acordo com os resultados anteriores: galáxias em interações apresentam claros sinais de interações nos mapas de velocidades (e curvas de rotação) além de serem lugares ideais para se estudar os processos de formação de novas gerações de sistemas estelares.

Conclusões

Nesta tese foram usados dados Fabry-Perot na linha de $H\alpha$ para estudar a cinemática de uma amostra de galáxias em grupos compactos. Esses dados foram complementados com dados em diferentes comprimentos de onda, com o fim de avaliar o estágio evolutivo de cada grupo. A seguir são discutidos os principais resultados encontrados nesta tese.

7.1 *A cinemática de galáxias em grupos compactos*

Neste trabalho foram usados mapas de velocidades, mapas monocromáticos e mapas de dispersão de velocidades derivados de dados Fabry-Perot para se determinar os parâmetros cinemáticos e as curvas de rotação de uma amostra de 35 galáxias em 12 grupos compactos do catálogo de Hickson. A análise detalhada dos mapas de velocidades das galáxias dos grupos compactos mostrou que galáxias em ambientes densos apresentam uma série de sinais de interação. Esses sinais vão desde campos de velocidades altamente perturbados até desalinhamentos entre o ângulo de posição da componente gasosa e estelar. Uma outra assinatura característica de interação é a presença de curvas de rotação assimétricas, onde os dois lados desta curva não são equivalentes. No entanto, este trabalho demonstrou que interações parecem não alterar a velocidade máxima de rotação das galáxias. Esta afirmação baseia-se no fato de que as galáxias em grupos compactos seguem a relação de Tully-Fisher definida pelas galáxias do campo, com a exceção de alguns sistemas de baixa massa, os quais apresentam altas luminosidades para as suas velocidades máximas de rotação. Quando os sistemas com velocidades de rotação menores do que 100 km s^{-1} não são considerados no ajuste da relação de TF, as galáxias de grupos compactos seguem a mesma relação definida pelas galáxias em ambientes de baixas densidades. O resultado

anterior se mantém no caso da relação de TF infravermelha. Neste caso, duas galáxias estão fora em mais de 2σ da relação de TF. Estes objetos são HCG 49b e HCG 96c. No caso de HCG 49b, este objeto também se encontra fora da relação de TF óptica em mais de 2σ . Já para HCG 96c, ele se apresenta levemente fora da relação de TF óptica definida por 1σ .

Convertendo as luminosidades infravermelhas em massas estelares, mostrou-se que as galáxias dos grupos compactos seguem a relação de TF estelar definida pela amostra de galáxias de campo. Novamente, HCG 49b e HCG 96c estão fora da relação definida pela amostra de campo. No caso da relação de TF bariônica, i.e., quando a massa de gás é somada à massa estelar, foi observado que as galáxias dos grupos compactos seguem a relação definida pelas galáxias do campo, embora neste caso a dispersão apresentada pelas galáxias dos grupos compactos seja menor do que a apresentada na relação de TF estelar. Este fato está vinculado à inclusão do gás nas massas das galáxias. Novamente, HCG 49b e HCG 96c são as galáxias mais discordantes na relação de TF.

Para uma melhor compreensão das posições das galáxias HCG 49b e HCG 96c na relação de TF, foram utilizados dados em diferentes comprimentos de onda. Para HCG 49b, ajustou-se a distribuição espectral de energia usando dados que vão do ultravioleta distante ao infravermelho próximo. O melhor ajuste foi obtido (através da minimização do χ^2) para um surto de formação estelar de $10^8 M_\odot$, com uma metalicidade de $Z=Z_\odot/5$ e uma IMF tipo Salpeter. Por outro lado, Martínez et al. (2010) listaram luminosidades no $H\alpha$ para uma amostra de 200 galáxias dos grupos compactos de Hickson. Entre estes objetos, HCG 49b possui a maior luminosidade em $H\alpha$, o que indica que esta galáxia apresenta um surto de formação estelar. Assim, o surto de formação estelar de HCG 49b consegue explicar a sua posição observada na relação de TF, enquanto que a massa obtida através do ajuste da distribuição espectral de energia consegue explicar a sua verdadeira posição na relação de TF. No caso de HCG 96c, um surto de formação estelar (o qual já foi sugerido por outros trabalhos, baseado na análise espectral) além da contribuição de um núcleo ativo podem explicar a posição desta galáxia na relação de TF óptica e infravermelha.

Embora as interações entre galáxias parecem não alterar a velocidade máxima de rotação desses objetos, estas interações poderiam alterar a forma das curvas de rotação, e até certo ponto, a massa total das galáxias. Neste contexto, foram usados nesta tese

os perfis de brilho superficial no infravermelho próximo, além das curvas de rotação observadas, para obter-se estimativas da contribuição do disco, do bojo e do halo escuro na massa total das galáxias. Neste trabalho demonstrou-se que tanto os perfis de densidade ISO quanto os NFW conseguem ajustar a distribuição de massa do halo escuro para as galáxias dos grupos compactos. No entanto, o perfil de densidade ISO produziu ajustes de melhor qualidade, i.e., com menores valores de χ^2 . Assim, os parâmetros do halo escuro encontrados neste trabalho são similares aos encontrados por Plana et al. (2010) para uma amostra de galáxias em grupos compactos. Neste sentido, as galáxias estudadas nesta tese não apresentam claros sinais de perda de parte de sua massa durante alguma interação galáxia-galáxia.

Neste trabalho não foi encontrada uma boa correlação entre os valores da razão massa-luminosidade obtidos através da cinemática das galáxias e aqueles derivados das cores ópticas desses objetos (usando as equações apresentadas por B&J). Uma possível explicação para este comportamento pode vir da forma da curva de rotação. Quando a curva de rotação observada foi substituída por uma curva teórica (um modelo arcotangente, Courteau 1997), os valores da razão M/L mudaram consideravelmente. Estes resultados se mostraram evidentes na relação de TF estelar e bariônica, onde foi possível notar uma mudança no ponto de zero da relação quando as massas estelares foram obtidas usando o valor de M/L cinemático.

Em função dos resultados encontrados nesta tese, pode-se concluir que o motivo pelo qual as galáxias de baixa massa dos grupos compactos não seguem a relação de TF é a presença de surtos de formação estelar e possivelmente também atividade do tipo AGN, e não por algum truncamento nas suas massas. Esses surtos de formação estelar podem ser produzidos por interações entre galáxias.

7.2 Um sub-produto da interação entre galáxias

Nesta tese foram utilizados dados no ultravioleta para a busca por regiões de formação estelar no meio intra-grupo de sete grupos compactos da amostra estudada. O grupo que apresentou o maior número de regiões de formação, com respeito às amostras de controle, foi HCG 92. Estas regiões foram localizadas em caudas de maré e em nuvens de gás HI no meio intra-grupo de HCG 92. Para o grupo HCG 100, foi feito um estudo mais específico.

Neste caso, foram encontradas 16 fontes UV sobre a cauda de maré gasosa que este grupo apresenta. Duas destas fontes foram encontradas nos picos da distribuição de gás neutro, apresentando massas típicas de TDGs. Urrutia-Viscarra et al. (2010) utilizaram dados espectroscópicos para confirmar que essas duas candidatas a TDGs fazem parte do grupo, além de estimar as metalicidades, as quais correspondem a valores típicos de TDGs. Em função das idades que estas regiões apresentam (~ 3 mega anos) e das distâncias com respeito às galáxias do grupo, nesta tese é sugerido que estes objetos foram formados *in situ*. Se estes objetos vão se converter em galáxias satélites ou se eles vão se dissolver enriquecendo o meio intergaláctico, é incerto.

7.3 Perspectivas

Concluimos e confirmamos nesta tese que, grupos compactos de galáxias são ótimos laboratórios para o estudo de galáxias em interação. Acredita-se que o resultado final dessas interações seja a fusão das galáxias em um só objeto, dominado pela dispersão de velocidades das suas estrelas e sem formação estelar. É interessante notar que este processo evolutivo é muito parecido com o cenário hierárquico de formação de galáxias. Então, por que não comparar galáxias em grupos compactos com galáxias em altos *redshifts*? Até agora são poucos os estudos desenvolvidos para estudar a cinemática de galáxias em altos *redshifts*. Os maiores problemas observacionais enfrentados são os longos tempos de exposição, por se tratarem de objetos fracos e distantes, e os efeitos da resolução das observações. Uma maneira de minimizar estes problemas é “levar” galáxias próximas (e portanto com boa resolução) ao Universo distante, através de simulações que usam dados reais, conforme explicado a seguir. O que se faz é utilizar cubos de dados de sistemas interagentes em *redshifts* próximos para que, após se degradar a resolução e se adicionar o ruído, ele se pareça com uma observação de uma galáxia distante. Desta maneira, “levar” os dados dos grupos compactos ao Universo distante pode nos fornecer informação importantíssima sobre a cinemática dos objetos a altos *redshifts*. Tal procedimento foi feito recentemente para galáxias de campo. Epinat et al. (2010) utilizaram os cubos de dados de uma amostra de galáxias próximas para simular estes objetos a um *redshift* de 1.7. Neste caso, as simulações foram feitas para o instrumento SINFONI do VLT (ou seja, para a resolução dada para este instrumento). Estes autores acharam várias diferenças entre

as curvas de rotação derivadas dos mapas de velocidades simulados e aquelas observadas no Universo local. Por exemplo, as curvas de rotação simuladas apresentaram velocidades de rotação mais baixas do que as curvas observadas, para raios pequenos. Devido a estes interessantes resultados, os cubos de dados dos grupos compactos (derivados de observações Fabry-Perot) serão simulados em um *redshift* de 0.6 e 1.7, usando a escala de pixel do instrumento GIRAFFE e SINFONI, respectivamente. Desta maneira, será possível estudar a cinemática de sistemas com as mesmas características das galáxias em alto redshift, mas sabendo qual é a sua real cinemática. Uma das principais motivações destas simulações é o estudo da relação de TF em alto redshift. Assim, usando a metodologia desenvolvida por Epinat et al. (2009) será possível obter a velocidade máxima de rotação das galáxias, o que potencialmente vai permitir estudar a relação de TF no universo distante. Deste modo, os resultados obtidos serão comparados com os resultados apresentados por Puech et al. (2008) para a relação de TF em um *redshift* de 0.6. Isto pode vir a confirmar (ou não) se realmente a relação de TF apresenta uma evolução no ponto zero, como é predito por Puech et al. (2008). É interessante notar que fazendo este tipo de análise seremos capazes de saber se, com os instrumentos atuais, seria realmente possível observar individualmente as galáxias dos grupos compactos, se observados no Universo distante.

Referências Bibliográficas

- Abraham, R. G., van den Bergh, S., Glazebrook, K., Ellis, R. S., Santiago, B. X.; Surma, P., Griffiths, R. E. 1996, ApJS, 107, 1
- Allam S., Assendorp, R., Longo, G., Braun, M., & Richter, G. 1996, A&AS, 117, 39
- Allen, C. W. 1973, Astrophysical Quantities (London: The Athlone Press)
- Amram, P., Mendes de Oliveira, C., Plana, H., Balkowski, C., Hernandez, O. 2007, A&A, 471, 753
- Amram, P., Mendes de Oliveira, C., Plana, H., Balkowski, C., Hernandez, O., Carignan, C., Cypriano, E. S., Sodré, L., Jr., Gach, J. L., Boulesteix, J. 2004, ApJ, 612L, 5
- Amram, P., Plana, H., Mendes de Oliveira, C., Balkowski, C., Boulesteix, J. 2003, A&A, 402, 865
- Amram, P., Boulesteix, J., Georgelin, Y. M., Laval, A., Le Coarer, E., Marcelin, M., Rosado, M. 1991, Msngr, 64, 44
- Avila-Reese, V., Zavala, J., Firmani, C., Hernández-Toledo, H. M. 2008, AJ, 136, 1340
- Barnes, E. I., Sellwood, J. A., Kosowsky, A. 2004, AJ, 128, 2724
- Bell, E. F., McIntosh, D. H., Katz, N., & Weinberg, M. D. 2003, ApJS, 149, 289
- Bell, E. F., & de Jong, R. S. 2001, ApJ, 550, 212
- Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, A&AS, 117, 393

- Blais-Ouellette, S., Amram, P., Carignan, C. 2001, *AJ*, 121, 1952
- Bournaud, F., Duc, P. A., Amram, P., Combes, F., Gach, J.-L. 2004, *A&A*, 425, 813
- Bottinelli, L., Gouguenheim, L., Paturel, G., Teerikorpi, P. 1995, *A&A*, 296, 64
- Boulesteix, J. 2002, ADHOCw reduction Package (Publication of Observatoire de Marseille), <http://www.oamp.fr/adhoc/>
- Cappellari, M., Copin, Y. 2003, *MNRAS*, 342, 345
- Carignan, C., Freeman, K. C. 1985, *ApJ*, 294, 494
- Chemin, L., Carignan, C., Foster, T. 2009, *ApJ*, 705, 1395
- Courteau, S., Dutton, A. A., van den Bosch, F. C., MacArthur, L. A., Dekel, A., McIntosh, D. H., Dale, D. A. 2007, *ApJ*, 671, 203
- Courteau, S. 1997, *AJ*, 114, 2402
- Coziol, R.; Brinks, E.; Bravo-Alfaro, H. 2004, *AJ*, 128, 68
- Coziol, R., Iovino, A., & de Carvalho, R. R. 2000, *AJ*, 120, 47
- Coziol, R., de Carvalho, R. R., Capelato, H. V., Ribeiro, A. L. B. 1998, *ApJ*, 506, 545
- Daigle, O., Carignan, C., Hernandez, O., Chemin, L., Amram, P., 2006b, *MNRAS*, 368, 1016
- Dale, D. A., Uson, J. M. 2003, *AJ*, 126, 675
- Da Rocha, C., Ziegler, B. L., Mendes de Oliveira, C., 2008, *MNRAS*, 388, 1433
- da Rocha, C., Mendes de Oliveira, C., Bolte, M., Ziegler, B., L., Puzia, T., H. 2002, *AJ*, 123, 690
- Denicoló, G., Terlevich, R., & Terlevich, E. 2002, *MNRAS*, 330, 69
- De Rijcke, S., Zeilinger, W. W., Hau, G. K. T., Prugniel, P., Dejonghe, H. 2007, *ApJ*, 659, 1172

- Duc P-A. & Mirabel I. F. 1998, *A&A*, 333, 813
- Durbala, A., del Olmo, A., Yun, M. S., Rosado, M., Sulentic, J. W., Plana, H., Iovino, A., Perea, J. 2008, *AJ*, 135, 130
- Elmegreen, B. G.. Elmegreen, Debra M., Fernandez, M. X., Lemonias, J. J., 2009, *ApJ*, 692, 12
- Epinat, B., Amram, P., Marcelin, M. 2008b, *MNRAS*, 390, 466
- Epinat, B., Amram, P., Marcelin, M., Balkowski, C., Daigle, O., Hernandez, O., Chemin, L., Carignan, C., Gach, J.-L., Balard, P., 2008, *MNRAS*, 388, 500
- Epinat, B., Amram, P., Balkowski, C., Marcelin, M. 2010, *MNRAS*, 401, 2113
- Fasano, G. Bettoni, D. 1994, *AJ*, 107, 1649
- Forster-Schreiber et al. 2009, *ApJ*, 706, 1364
- Forster-Schreiber et al. 2006, *ApJ*, 645, 1062
- Gallagher S. C., Johnson K. E., Hornschemeier A. E., Charlton J. C., Hibbard J. E. 2008, *ApJ*, 673, 730
- Geha, M., Blanton, M. R., Masjedi, M., West, A. A. 2006, *ApJ*, 653, 240
- Gil de Paz, A. et al. 2007, *ApJS*, 173, 185
- Haynes, M. P., Giovanelli, R. 1984, *AJ*, 89, 758
- Hibbard, J. E., van Gorkom, J. H., Rupen, M. P. & Schiminovich, D. 2001, *ASPC*, 240, 657
- Hickson, P. 1993, *Atlas of Compact Groups of Galaxies* (New York: Gordon and Breach Science Publishers)
- Hickson, P., Mendes de Oliveira, C., Huchra, J. P., & Palumbo, G. G. 1992, *ApJ*, 399, 353
- Hickson, P., Kindl, E., & Auman, J. R. 1989, *ApJS*, 7, 687
- Hickson, P. 1982, *ApJ*, 255, 382

- Iovino A. 2002, AJ, 124, 2471
- Karachentsev, I. D., Mitronova, S. N., Karachentseva, V. E., Kudrya, Yu. N., Jarrett, T. H. 2002, A&A, 396, 431
- Kassin, S. A., de Jong, R. S., Weiner, B. J. 2006, ApJ, 643, 804
- Kennicutt, R. C. Jr. 1998, ARA&A, 36, 189
- Knierman, K. A., et al. 2003, AJ, 126, 1227
- Laurikainen, E., Moles, M. 1988, AJ, 96, 470
- Leitherer, C. et al. 1999, ApJS, 123, 3
- Maraston, C. 1998, MNRAS, 300, 872
- Martínez, M. A., Del Olmo, A., Coziol, R., Perea, J. 2010, AJ, 139, 1199
- Masters, K. L., Springob, C. M., Huchra, J. P. 2008, AJ, 135, 1738
- Masters, K. L., Giovanelli, R., Haynes, M. P. 2003, AJ, 126, 158
- McGaugh, S. S., Schombert, J. M., Bothun, G. D., & de Blok, W. J. G. 2000, ApJ, 533, L99
- McGaugh, S. S. 2005, ApJ, 632, 859
- McGaugh, S. S., de Blok, W. J. G. 1997, ApJ, 481, 689
- Mendes de Oliveira, C., Temporin S., Cypriano, E.S., Plana, H., Amram, P., Sodré, L. Jr & Balkowski, C. 2006, AJ, 132, 570
- Mendes de Oliveira, C., Cypriano, E.S., & Sodré, L. Jr, Balkowski, C. 2004, ApJ, L17
- Mendes de Oliveira C., Amram P., Plana H., Balkowski C., 2003, AJ, 126, 2635
- Mendes de Oliveira, C., Plana, H., Amram, P., Balkowski, C., & Bolte, M. 2001, AJ, 121, 2524
- Mendes de Oliveira, C., Plana, H., Amram, P., Balkowski, C., & Boulesteix, J. 1998, ApJ, 507, 691

- Mendes de Oliveira, C. 1992, Ph.D. thesis, British Columbia Univ.
- Meyer, M. J., Zwaan, M. A., Webster, R. L., Schneider, S., Staveley-Smith, L. 2008, MNRAS, 391, 1712
- Mirabel, I. F., Dottori, H., & Lutz, D. 1992, A&A, 256, L19
- Morrissey, P., et al. 2005, ApJ, 619, L7
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., White, S. D. M. 1996, ApJ, 462, 563
- Neff, S.G., et al. 2005, ApJ, 619, L91
- Noordermeer, E., Verheijen, M. A. W. 2007, MNRAS, 381, 1463
- Paturel G., Petit C., Prugniel P., Theureau G., Rousseau J., Brouty M., Dubois P., Cambrésy L. 2003, A&A, 412, 45
- Pedrosa, S., Tissera, P. B., Fuentes-Carrera, I., Mendes de Oliveira, C. 2008, A&A, 484, 299
- Peng, C. Y., Ho, L. C., Impey, C. D., Rix, H-W. 2002, AJ, 124, 266
- Pfenniger, D., Revaz, Y. 2005, A&A, 431, 511
- Pierce, M. J. & Tully, R. B. 1988, ApJ, 330, 579
- Plana, H., Amram, P., Mendes de Oliveira, C., Balkowski, C. 2010, AJ, 139, 1
- Plana, H., Amram, P., Mendes de Oliveira, C., Balkowski, C., & Boulesteix, J. 2003, AJ, 125, 1736
- Plana, H., Mendes de Oliveira, C., Amram, P., Bolte, M., Balkowski, C., & Boulesteix, J. 1999, ApJ, 516, L69
- Pompei, E., Dahlem, M., Iovino, A., 2007, A&A, 473, 399
- Portinari, L., Sommer-Larsen, J. 2007, MNRAS, 375, 913
- Portinari, L., Sommer-Larsen, J., & Tantalo, R. 2004, MNRAS, 347, 691

- Price, R. M., Babic, B., Jones, K. 2000, ASPC, 209, 163
- Prugniel P., Heraudeau P. 1998, A&AS, 128, 299
- Puech, M., Hammer, F., Flores, H., Delgado-Serrano, R., Rodrigues, M., Yang, Y. 2010, A&A, 510A, 68
- Puech, M., Flores, H., Hammer, F. et al. 2008, A&A, 484, 173
- Riffel, R., Pastoriza, M. G., Rodríguez-Ardila, A., Bonatto, C. 2009, MNRAS, 400, 273
- Rose J. A. 1979, ApJ, 231, 10
- Rose, J. A. 1977, ApJ, 211, 311
- Rothberg, B., Saunders, W., Tully, R. B., Witchalls, P. L. 2000, ApJ, 533, 781
- Rubin, V.C., Hunter, D.A., & Fordk, W.K.J. 1991, ApJSS, 76, 153
- Ryan-Weber, E.V., Meurerer, G.R., Freeman, K.C., Putman, M.E., & Webster, R.L. 2004, AJ, 127, 1431
- Schelegel, D.J., Finkbeiner, D.P., & Davis, M. 1998, ApJ 500, 525
- Seibert et al. 2005, ApJ 619, L55
- Shimada, M., Ohyama, Y., Nishiura, S., Murayama, T., Taniguchi, Y. 2000, AJ, 119, 2664
- Silk, J. 1997, ApJ, 481, 703
- Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R. et al. 2006, AJ, 131, 1163
- Spano, M., Marcelin, M., Amram, P., Carignan, C., Epinat, B., Hernandez, O. 2008, MNRAS, 383, 297
- Stark, D. V., McGaugh, S. S., Swaters, R. A. 2009, AJ, 138, 392
- Thilker, D. A. et al. 2007, ApJS, 173, 538
- Torres-Flores, S. et al. 2010c, para ser submetido na revista MNRAS
- Torres-Flores, S. et al. 2010b, submetido na revista *Astrophysical Journal*

- Torres-Flores et al. 2010a, A&A, em impressão.
- 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
- Tully, R. B. & Pierce, M. J. 2000, ApJ, 533, 744
- Tully, R. B. & Fisher, J. R. 1977, A&A, 54, 661
- Urrutia-Viscarra et al. 2010, in preparation.
- Verdes-Montenegro, L., Del Olmo, A., Iglesias-Páramo, J. I., et al. 2002, A&A, 396, 815
- Verdes-Montenegro, L., Yun, M.S., Williams, B.A., Huchtmeier, W.K., Del Olmo, A. & Perea, J. 2001, A&A, 377, 812
- Verdes-Montenegro, L., Yun, M. S., Perea, J., del Olmo, A., & Ho, P. T. P. 1998, ApJ, 497, 89
- Verheijen, M. A. W. 2001, ApJ, 563, 694
- Vorontsov-Velyaminov, B. A. 1977, A&AS, 28, 1
- Vorontsov-Velyaminov, B. A. 1959, Atlas and catalog of interacting galaxies, vol 1
- Weilbacher, P. M., Duc, P.-A., Fritze, V., Alvensleben, U., Martin, P., & Fricke, K. J. 2000, A&A, 358, 819
- Williams, B. A., van Gorkom, J. H. 1995, ASPC, 70, 77
- Williams, B. A., McMahon, P. M., & van Gorkom, J. H. 1991, AJ, 101, 1957
- Xu C., K. et al. 2005, ApJ, 619L, 95
- Yun, M. S. & Hibbard, J. E. 2001, ApJ, 550, 104

Apêndice

Kinematics of galaxies in Compact Groups. Studying the B-band Tully-Fisher relation

No presente capítulo é apresentado o artigo que leva o título “Kinematics of galaxies in Compact Groups. Studying the B-band Tully-Fisher relation”. Este artigo apresenta os dados usados nesta tese, além da relação de Tully-Fisher na banda B. Este artigo foi aceito pela revista *Astronomy & Astrophysics* e está em fase de impressão. A informação nele contida corresponde a uma parte dos Capítulos 2, 3 e 4 desta tese.

Kinematics of galaxies in Compact Groups[★] ^{★★}

Studying the B-band Tully-Fisher relation

S. Torres-Flores^{1,2}, C. Mendes de Oliveira¹, P. Amram², H. Plana^{2,3},
B. Epinat⁴, C. Carignan^{5,6}, C. Balkowski⁷.

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 Laboratório de Astrofísica Teórica e Observacional, Universidade Estadual de Santa Cruz, Ilheus, Brazil

⁴ Laboratoire d'Astrophysique de Toulouse-Tarbes, Université de Toulouse & CNRS, 14 Avenue Edouard Belin, 31400 Toulouse, France

⁵ Laboratoire d'Astrophysique Expérimentale (LAE), Observatoire du Mont Mégantic, and Département de Physique, Université de Montréal, C.P. 6128, Succ. Centre-Ville, Montréal, QC, Canada H3C 3J7

⁶ Observatoire d'Astrophysique de l'Université de Ouagadougou (UFR/SEA), 03 BP 7021 Ouagadougou 03, Burkina Faso

⁷ GEPI, Observatoire de Paris, Paris University Denis Diderot & CNRS, 5 place Jules Janssen, Meudon, France

Received ; accepted

ABSTRACT

We obtained new Fabry-Perot data cubes and derived velocity fields, monochromatic and velocity dispersion maps for 28 galaxies in the Hickson compact groups 37, 40, 47, 49, 54, 56, 68, 79 and 93. We also derived rotation curves for 9 of the studied galaxies, 6 of which are strongly asymmetric. Combining these new data with previously published 2D kinematic maps of compact group galaxies, we investigate the differences between the kinematic and morphological position angles for a sample of 46 galaxies. We find that one third of the non-barred compact group galaxies have position angle misalignments between the stellar and gaseous components. This and the asymmetric rotation curves are clear signatures of kinematic perturbations, probably due to interactions among compact group galaxies. A comparison between the B-band Tully-Fisher relation for compact group galaxies and that for the GHASP field-galaxy sample shows that, despite the high fraction of compact group galaxies with asymmetric rotation curves, these lie on the Tully-Fisher relation defined by galaxies in less dense environments, although with more scatter. This is in agreement with previous results, but now confirmed for a larger sample of 41 galaxies. We confirm the tendency for compact group galaxies at the low-mass end of the Tully-Fisher relation (HCG 49b, 89d, 96c, 96d and 100c) to have either a magnitude that is too bright for its mass (suggesting brightening by star formation) and/or a low maximum rotational velocity for its luminosity (suggesting tidal stripping). These galaxies are outside the Tully Fisher relation, at the 1σ level, even when the minimum acceptable values of inclinations are used to compute their maximum velocities. The inclusion of such galaxies with $v < 100 \text{ km s}^{-1}$ in the determination of the zero point and slope of the compact group B-band Tully-Fisher relation would strongly change the fit, making it different from the relation for field galaxies, a fact that has to be kept in mind when studying scaling relations of interacting galaxies, specially at high redshifts.

Key words. Galaxies: evolution – Galaxies: interactions – Galaxies: kinematics and dynamics

1. Introduction

Compact groups of galaxies are environments in which tidal encounters are thought to be common. It is, therefore, expected, that interactions have stripped or disturbed such systems at some level. Mendes de Oliveira et al. (2003) studied the Tully-Fisher (TF) relation for 25 compact group galaxies and highlighted the importance of having 2D velocity fields, derived from the $H\alpha$ line, in the study of TF of interacting galaxies. They find similar TF relations for compact group and field galaxies and stress that a fine tuning of the kinematic parameters is needed in order to have

meaningful rotation curves for interacting galaxies. This is highly relevant for the study of the evolution of the TF relation as a function of redshift, given that at high redshifts the numbers of interacting galaxies raise considerably. We are gathering a large dataset of Fabry-Perot velocity maps for interacting galaxies at low redshifts which allows the study of the effects of the environment on galaxy evolution in high density structures like compact groups of galaxies. With this goal in mind, we studied, in previous papers, the properties of the galaxies in these systems, pointing out interaction indicators for individual galaxies (e.g. Mendes de Oliveira et al. 1998); the evolution of the B-band TF relation (Mendes de Oliveira et al. 2003); the distribution of luminous and dark mass profiles of compact group galaxies (Plana et al. 2010).

[★] Based on observations collected at the European Southern Observatory, La Silla, Chile.

^{★★} Figs. B.1 to B.13 are only available in electronic form.

The present study comes to complement the sample of compact group galaxies with measured velocity maps presented by Plana et al. (1998, 2000, 2003), Mendes de Oliveira et al. (1998), Amram et al. (2003, 2004, 2007) and Torres-Flores et al. (2009). We present, for the first time, velocity maps for galaxies in nine Hickson compact groups (HCGs 37, 40, 47, 49, 54, 56, 68, 79 and 93.) and we revisit the B-band Tully-Fisher relation for a sample of 41 Hickson compact group galaxies, including a comparison with the GHASP sample of field galaxies, for which 2D velocity fields, derived from the H α line, are also available (Epinat et al. 2008b).

2. Observation and data reduction

2.1. The Sample

We obtained new Fabry-Perot data for galaxies in the following Hickson Compact Groups (HCG) HCG 37, HCG 40, HCG 47, HCG 49, HCG 54, HCG 56, HCG 68, HCG 79 and HCG 93. This sample is composed by nearby groups from the sample of Hickson et al. (1992), with radial systemic velocities lower than 10500 km s⁻¹. In order to study the relation between kinematic and morphological parameters, we have considered the galaxies in this study for which it was possible to determine the kinematic parameters (11 galaxies of a total of 28). In addition we considered the systems studied in Torres-Flores et al. (2009, 7 galaxies) and those of Mendes de Oliveira et al. (2003, 32 galaxies), for which kinematic and morphological measurements could be made or were already available in the literature. In some cases, there was no information about the kinematic position angle and inclination of the galaxies (HCG 10a, 88c and 2c, 10a, 22c, 40e, 88c, respectively). In other cases, no error bars for the position angle and inclinations were quoted (HCG 7c and 79d). All these objects were excluded from our analysis. Finally, we compare kinematic and morphological position angles for 46 galaxies and kinematic and morphological inclinations for 43 galaxies.

In the case of the B-band Tully-Fisher relation, we considered the galaxies of this study (9 galaxies with measured rotation curves of a total of 28), 7 galaxies from Torres-Flores et al. (2009) and 25 galaxies (of a total of 32 galaxies) studied by Mendes de Oliveira et al. (2003). In the case of HCG 79d, we did not derive its rotation curve and kinematic parameters given that they have already been published in Mendes de Oliveira et al. (2003).

2.2. Observations

The observations were carried out using a Fabry-Perot instrument mounted either on the Canada France Hawaii telescope (MOSFP, Amram et al. 2003) or on the European Southern Observatory 3.6m telescope (CIGALE, Amram et al. 1991), using either a CCD or a photon counting system respectively. The observed compact groups, exposure times and scanning wavelengths are listed in Table 1. A journal of the observations is given in Table 2.

2.3. Data Reduction

The reduction method we used was the same as the one applied to the GHASP sample in Epinat et al. (2008a,b) who used the reduction package developed by Daigle et al.

Table 1. Journal of observations

HCG	Telescope & date of observation	Exp. Time (hours)	Obj. Scan Wavelength Å
2ab	ESO Sep 2000	1.2	6657
2c	ESO Sep 2000	0.9	6657
7ad	ESO Sep 2000	1.5	6655
7bd	ESO Sep 2000	0.9	6655
22bc	ESO Sep 2000	1.1	6621
37a	CFHT March 2000	2.1	6710
37d	CFHT March 2000	2.1	6710
40	CFHT March 2000	1.9	6709
47	CFHT March 2000	2.3	6771
49	CFHT March 2000	2.3	6780
54	CFHT March 2000	1.9	6594
56	CFHT March 2000	2.3	6747
68ab	CFHT March 2000	1.9	6613
68c	CFHT March 2000	1.9	6616
79	CFHT Aug 1996	1.2	6661
93ac	CFHT Aug 1996	1.2	6675
93b	CFHT Aug 1996	1.2	6665

(2006b). The output of this package consists of monochromatic, continuum, dispersion and radial velocity maps. This procedure includes several improvements with respect to the data reduction and analysis performed to the data presented in Plana et al. (2003) and Amram et al. (2003), listed in the following. First, the present procedure uses an adaptive spatial binning to the data based on the 2D Voronoi tessellation method (see Cappellari & Copin 2003) applied to the 3D data cubes, optimizing the determination of the spatial resolution. In this process, the signal to noise ratio (SNR) of a bin is computed every time a new pixel is added to the bin. When a required SNR (previously defined by the user) is reached, no more pixels are added to the analyzed bin. Second, the velocity field is automatically cleaned, i.e. all the residual features that are not linked with emission lines in the objects in the groups are removed. Third, we compute the astrometric correction comparing stars in DSS images with the continuum image generated from the cube using KOORDS task in KARMA software. In the present work, the SNR was estimated using the square root of the flux. When the addition of pixels gave a SNR of 6 or 8 (for photon counting system or CCD, respectively), no more pixels were added to the bin. We have used Gaussians to achieve spectral smoothing. Wavelength calibrations were obtained by scanning the narrow Ne 6599 Å line under the same conditions as the observations. The OH subtraction was performed by estimating the sky using the medium spectrum of the data cube.

3. Data analysis

3.1. Morphological and kinematic parameters

Inclinations, position angles and galactic centers can be determined either from the morphology (using broad-band imaging) or from the kinematics (using the velocity field).

The morphological inclinations were computed using the axial ratio $\cos(b/a) = i$, where b and a are the optical diameters at the 25 mag arc⁻² isophote (Hickson, 1993). Due to the distorted morphologies of the compact group galaxies, we avoid using the morphological type of the galaxy for computing the inclinations. The morphological centers are estimated using either the center of best ellipse fitting or the

Table 2. Instrumental setup

Parameters	Values		
HCG observation:			
Telescope	CFHT 3.6m	CFHT 3.6m	ESO 3.6m
Equipment	MOS/FP	MOS/FP	CIGALE
Date	1996 Aug	2000 Mar	2000 Sep
Calibration:			
Neon light	λ 6598.95 Å	λ 6598.95 Å	λ 6598.95 Å
Interferometer order at H α	1162	1162	793
Free spectral range at H α (km s $^{-1}$)	265	258	378
Sampling:			
Number of scanning steps	24	28	32
Sampling steps Å(km s $^{-1}$)	0.24 (11.0)	0.21 (9.2)	0.26 (11.8)
Detector:			
	CCD	CCD	IPCS

flux peak in the continuum image. Due to the asymmetries in the morphology, we have used the second method. The morphological PAs are estimated using best ellipse fitting on the continuum image at the isophote of 25 mag arcsec $^{-2}$ (R_{25}).

Kinematic centers, inclinations, PAs and systemic velocities were estimated from the velocity fields using the procedure developed in Epinat et al. (2008a). We list these parameters in Table 3. The procedure, in three steps, we used to determine these parameters is the following. In a first attempt, all the kinematic parameters were estimated automatically. In a second one, we fixed the center using the morphological center and we allowed the inclination and position angle of the galaxies to be automatically measured in the computation process (from the velocity fields). In a final attempt, we left only the position angle free, to be obtained from the velocity map, and we fixed the center and the inclination, using the morphological values. From these three steps, we concluded that using the morphological inclination and center and the kinematic PA we obtain more symmetrical rotation curves than in other cases.

In Figs. 1 to 3 we plot comparisons of the kinematically- and morphologically-derived position angles, inclination and centers of the compact group galaxies. We included HCG 91c1 and 91c2 as two different points in the diagrams, as studied by Mendes de Oliveira et al. (2003). In Fig. 3 we did not plot galaxies HCG 47a and 47d, given that the automatic routine was not able to find the correct kinematic centers for these galaxies.

Fig. 1 (top panel) shows that there is a relatively good agreement between the kinematically and morphologically derived inclinations, except in a few cases. Nevertheless, due to the fact that the velocity fields are not regular enough, the inclination can not be safely determined from the kinematics. Thus, in the following analysis, we preferred to use the morphological inclination deduced from the optical images, which are usually more symmetric.

In Fig. 1 (bottom panel), the histogram shows 11 galaxies having a difference in inclination between the morphologically and kinematically derived values (Δi) of more than 15 degrees. These are HCG 2b, 10c, 16d, 19b, 37d, 47a, 47d, 49c, 89b and 89c.

The determination of the position angle for the GHASP galaxies (Epinat et al. 2008a) was obtained through an automatic procedure using the velocity fields of the galaxies, which worked well for isolated galaxies. We made similar tests for the compact group sample and concluded that the automatic estimates using the velocity fields are robust. We

checked the quality of the kinematic position angle determination by visual inspection.

Fig. 2 (top panel) shows that optical PAs have large error bars. On the other hand, kinematic PAs present error bars smaller than 10 degrees. Due to this result, we used the kinematic PA in this study.

In Fig. 2 (bottom panel) we show the histogram of the differences between the kinematically- and photometrically-determined position angles. In this figure, non-barred galaxies are represented by dotted lines (open histogram). Barred galaxies are shown as dashed lines (filled histograms). Most of the non-barred galaxies have Δ PA lower than 20 degrees while the barred galaxies do not show a trend in the plot. The Δ PA for barred galaxies span from 0 to 80 degrees with no peak in the distribution. Peirani et al. (2009) found that given specific initial conditions, an interaction between two galaxies having a mass ratio of 1:3 could produce a bar. In view of this result, we can not exclude as interacting objects the barred galaxies that present a misalignment between the optical and kinematic position angles lower than 20 degrees. In the case of galaxies having Δ PA higher than 20 degrees, it could be easily associated with galaxy-galaxy interactions.

In Fig. 3, the histogram shows the difference (in arcsec) between the kinematic and morphological center for each galaxy, when all parameters (inclination, position angle and center) are not fixed, i.e., are left for the program to fit. These values are listed in Table 3. For HCG 2a, HCG 7d and HCG 49c there is a large shift between the kinematic and morphologic center, suggesting the inadequacy of the automatic fit. It can be noted in Fig. 3, that these three galaxies have Δ center larger than 10 arcsec. We exclude of this analysis HCG 47a and 47d, given that it was not possible to derive the kinematic center of these objects.

As expected, the most symmetrical rotation curves were obtained by fixing the center and inclination (from the morphology) and letting the position angle be determined automatically.

No kinematic analysis was performed for galaxies in HCG 54, due to their anomalous nature (Verdes-Montenegro et al. 2002).

3.2. Maximum rotational velocities

Rotation curves and error bars were computed using the parameters derived in §3.1 and following the same procedure as Epinat et al. (2008a). In order to study the Tully-Fisher

Fig. 1. Top panel: Kinematic versus morphological inclination for the 43 HCG galaxies with measured inclinations. Open and filled circles correspond to the barred and non-barred galaxies respectively. Bottom panel: Histogram of the differences between the kinematically and morphologically-derived inclinations. Non-barred galaxies are represented by a dotted line (open histogram). Dashed lines represents barred galaxies (filled histogram).

Fig. 2. Top panel: Kinematic versus morphological position angle for the 46 HCG galaxies with measured position angles. Open and filled circles correspond to the barred and non-barred galaxies respectively. Bottom panel: Histogram of the differences between the kinematically and morphologically-derived position angles. Non-barred galaxies are represented by a dotted line (open histogram). Dashed lines represent barred galaxies (filled histogram).

relation for the compact group galaxies, we estimate the maximum rotational velocity from each rotation curve. To enlarge the statistics, we also include all galaxies studied by Mendes de Oliveira et al. (2003) for which maximum rotational velocities were defined as the maximum values for the average velocities for the approaching and receding sides, in a similar way as was defined by Epinat et al. (2008a) for edge-on galaxies.

For several galaxies (HCG 2b, 7a, 7d, 37d, 40c, 40e, 49a, 49b, 49c, NGC 92) the rotation curves do not reach the optical radius (R_{25}). In these cases we fit an arctan function ($V = V_0 \times (2/\pi) \times \arctan(r/r_t)$, Courteau 1997) in order to estimate the velocity at R_{25} , which will be used as the maximum rotational velocity. Due to the inner shape of the rotation curve, in two cases (HCG 2b and HCG 40e) this fit gives us extremely overestimated (and clearly erroneous) maximum rotational velocities (see Appendix B.). In those

Fig. 3. Histogram of the differences between kinematically and morphologically-derived centers for 48 HCG galaxies with measured centers. Non-barred galaxies are represented by a dotted line (open histogram). Dashed lines represents barred galaxies (filled histogram).

cases, we take the average between the velocity at R_{25} from the arctan fit and the maximum velocity measured in the rotation curve. All these values were checked by eye on the rotation curves. At the end, 41 galaxies are available to study the Tully-Fisher relation in compact groups. Table 4 lists the observed and modeled rotational velocities for the unpublished galaxies.

3.3. Comparison with field galaxies

In order to investigate if the Tully-Fisher relation of compact group galaxies is similar to that for field galaxies, we used as a control sample the galaxies of the GHASP survey. Epinat et al. (2008a,b) found that the galaxies in this sample lie on the B-band Tully-Fisher relation, in good agreement with previous determinations of TF for field galaxies (Tully & Pierce 2000). We exclude from their sample all the galaxies with radial systemic velocities lower than 3000 km s^{-1} , for which no other individual measurements of distances were available (the references are indicated in Epinat et al. 2008b). We also removed from the list galaxies with inclinations lower than 25 degrees, because of the large uncertainties in the velocities. Finally, we did not use galaxies for which the maximum velocities were not reached (Epinat et al. 2008b). This left us with 93 galaxies in the GHASP sample.

3.4. Magnitudes

The absolute magnitudes were obtained using $M = B_{\text{cor}} - 5 \times (\log(v_{\text{vir group}}/75)) - 25$, where $v_{\text{vir group}}$ corresponds to the heliocentric radial velocity of the group to which the galaxy belongs, corrected for local group infall onto Virgo, from HyperLeda (Paturel et al. 2003)¹. B-band magnitudes (B_{cor}) were taken from B_T , from Hickson et al. (1989). We note that for 44 % of the galaxies used in our anal-

ysis the magnitude errors are lower than 0.1, for 93% it is lower than 0.2 mag. For HCG 7c, 22c and 89a the errors are larger, therefore, we checked their magnitudes in the HyperLeda database. The magnitude for HCG 22c is in agreement with the value reported by HyperLeda, however, for 7c and 89a the difference in magnitudes between Hickson et al. (1989) and HyperLeda are large (0.7 and 0.5 mag, respectively). These differences in magnitude are consistent with the errors of 0.7 and 0.5 mag given in Hickson et al. (1989), respectively for both galaxies. The B_T magnitudes were then corrected by Galactic extinction (Schlegel et al. 1998) and by the extinction due to the inclination (Bottinelli et al. 1995). Values for the galactic extinction and extinction due to the inclination were taken directly from HyperLeda. Details on the B-band magnitudes for the GHASP sample are given in Epinat et al. (2008a,b). Table 4 lists the corrected B-band absolute magnitudes for all HCG galaxies.

3.5. Analysis of individual galaxies

In the three appendices (A, B and C) to this paper, we present the optical B-band images from DSS, velocity fields, monochromatic images, velocity dispersion maps (Figs. B.1 to B.10) and rotation curves (Figs. B.11, B.12, B.13 and appendix C for rotation curves tables) for 11 galaxies in eight Hickson compact groups. Velocity dispersion maps presented are not corrected for instrumental nor thermal broadening. We analyze each individual galaxy using these new data together with literature data as listed in the following. We list in Table 3 the kinematic parameters obtained from the velocity fields (columns 3 and 8), the systemic velocities taken from the literature (column 9 and 11) and the systemic velocities resulting from our analysis (column 10). In Table 4 we list the different rotational velocities that we obtained, from the observations and from the arctan model (Courteau 1997). In column 6, we show the rotational velocities at R_{25} . Only 38% of the galaxies listed in Table 4 reaches R_{25} (we noted that no rotation curve was computed for HCG 47a and 47d). Column 8 shows the observed maximum rotational velocity for each galaxy. Column 9 gives the modeled velocity at R_{25} . Column 10 corresponds to the rotational velocity used in the Tully-Fisher relation. We noted that for 39% of the sample $V_{\text{max}}^{\text{RC}} = V_{\text{max}}^{\text{TF}}$. Finally, in column 11 we flag the galaxies that reached, probably reached, probably did not reach or did not reach the maximum rotational velocity. We found that 38% of the galaxies in the sample did not reach their maximum rotational velocities.

4. Results and Discussion

4.1. The Tully-Fisher relation

In Fig. 4 we show the B-band Tully-Fisher relation for the HCG galaxies (filled circles, with numbers) and the GHASP sample (small squares). Maximum rotational velocities were derived as described in §3.2. The dashed line in Fig. 4 (equation 1) represents the best-fit least squares bisectors on the GHASP data and 1σ .

$$M_B = (-3.47 \pm 1.21) - (7.35 \pm 0.53) \times [\log(V_{\text{max}})] \quad (1)$$

The slope of this fit is in agreement with the value obtained by Epinat et al. (2008b) for the complete GHASP

¹ <http://leda.univ-lyon1.fr>

6

S. Torres-Flores et al.: Kinematics of galaxies in Compact Groups

Table 3. Kinematic properties of the sample

(1) HCG	(2) Galaxy	(3) PA _{kin} deg	(4) PA _{morph} deg	(5) PA _{morph} deg	(6) i _{kin} deg	(7) i _{morph} deg	(8) i _{morph} deg	(9) V _{sysHICK} km s ⁻¹	(10) V _{sysFP} km s ⁻¹	(11) v _{vir} km s ⁻¹	(12) δ C _{kin-morph} arcsec
2	a	42±4	3	8±13	68±13	61±2	65	4326	4347	4375	42.2
	b	5±3	28	3±90	49±12	30±21	43	4366	4357	4365	1.3
	c	168±4	132	158±18	...	57±3	64	4235	4266	4284	2.4
7	a	179±2	153	165±13	67±3	61±2	76	4210	4198	4178	0.6
	d	85±3	58	35±34	31±12	43±7	44	4116	4104	4081	12.3
22	c	101±2	70	179±90	...	25±14	90	2728	2572	2444	6.8
37	d	68±4	58	108±90	60±15	38±29	36	6207	6308	6236	0.8
40	c	120±2	125	134±8	74±4	75±2	90	6890	6888	6341	1.6
	e	8±10	72	57±21	...	70±6	80	6625	...	6383	0.0
47	a	42±3	42	14±25	24±11	47±5	67	9581	9507	9622	...
	d	15±1	165	174±54	16±4	39±12	32	9471	9325	9533	...
49	a	42±8	57	49±90	18±10	22±23	43	9939	9812	10196	9.1
	b	91±3	72	85±31	51±7	49±7	59	9930	9787	10190	4.5
	c	175±4	98	100±90	11±6	39±31	45	9926	9784	10185	23.7
56	a	174±1	172	173±7	75±3	75±1	90	8245	8374	8455	1.6
68	c	31±1	119	34±25	30±4	36±4	54	2313	2515	2550	1.0
93	b	173±4	156	39±8	79±6	70±1	68	4672	4625	4776	1.3
	NGC 92	146±2	149	149±12	48±6	63/62±2	70	3219	3412	3132	0.7

Column (1): Group number. Column (2): Galaxy member of the group. Column (3): PA deduced from our velocity field. Column (4): PA taken from Mendes de Oliveira (1992) for HCG. This was determined for semimajor axis lengths of $2h^{-1}$ kpc for all Hickson group galaxies with $z \leq 0.05$. Column (5): Optical PA taken from HyperLeda. PA is the position angle of the major axis of the isophote 25 mag arcsec⁻² in the B-band. Column (6): Inclination deduced from the analysis of our velocity field. Column (7): Morphological inclination deduced from the axis ratio of the isophote 25 mag arcsec⁻² in the B-band for galaxies ($\cos(b/a) = i$). For NGC 92 given values correspond to HyperLeda/NED. Column (8): Morphological inclination taken from HyperLeda. Column (9): Systemic velocity taken from Hickson (1993). Column (10): Systemic velocity deduced from our velocity field analysis. Column (11): Radial velocity corrected by the Virgo infall from HyperLeda. Column (12): Difference in arcseconds between the morphological and kinematic centers.

sample. Galaxies having radial velocities lower than 3000 km s⁻¹ (and no independent distance measurement) were removed from our analysis. The Tully-Fisher relation derived here for the GHASP sample is in agreement with the results from Tully & Pierce (2000), who found a slope of -7.27. In order to compare our results with other ones from the literature, an inverse least-square fit was applied to the GHASP sample. We found a slope of -9.11 ± 0.85 . Kannappan et al. (2002) and Verheijen (2001) found slopes of -10.09 ± 0.39 (using an unweighted inverse fit) and -9.0 ± 0.4 (RC/FD sample, excluding NGC 3992), respectively. These results are also in agreement with the ones found in this paper.

Figure 4 does not exhibit large differences in the TF of HCG galaxies and the GHASP sample. Only one galaxy is off by more than 2σ from the TF relation (HCG 49b). We note that only one galaxy (HCG 40e) is more than 1σ lower than the Tully-Fisher relation. Several cases are possible: it could have a high rotational velocity for its magnitude or a faint magnitude for its velocity or both. In the first case, the high maximum velocity we computed maybe is overestimated. Indeed, the maximum rotational velocity is observed only at $\sim R_{25}/3$ (146 km s⁻¹) and we extrapolated to 186 km s⁻¹ at R_{25} (see section 3.2). If the actual velocity is 146 km s⁻¹ this galaxy lie on the 1σ TF relation. On the other hand, if the maximum rotational velocity is 186 km s⁻¹ no inclination could push the galaxy on the 1σ relation. In the second case, the problem is linked to the extinction. We can not rule out the possibility that the extinction of this galaxy may have been underestimated given the difficulty in making such measurements in an edge-on galaxy. That

underestimated value would conspire to push the galaxy out of the TF relation. The galaxy has a B-band internal extinction of 0.41 (determined using Bottinelli et al. 1995). To lie on the 1σ relation, this galaxy should have an internal extinction of ~ 1.3 mag, which is a very unlikely value. In conclusion, it is most likely that the maximum rotational velocity was overestimated for HCG 40e, due to the extrapolation in the rotation curve.

In the low mass regime, galaxy HCG 49b appears to have lower rotational velocity than the expected value from the TF relation or alternatively it appears to have a higher B luminosity than that expected from its observed maximum rotational velocity. This galaxy should have a velocity of 151 km s⁻¹ to lie on the TF relation. An inclination of 17 degrees could give us that rotational velocity. However, this value is too low considering the kinematic and morphological inclinations given in Table 3. This effect was also noted by Mendes de Oliveira et al. (2003), for other galaxies at the low-mass end of the relation, e.g. HCG 96d and HCG 89d.

4.2. Outliers from the Tully-Fisher relation

Compact groups of galaxies are environments where interactions between galaxies take place frequently. This is confirmed by a number of studies which showed distorted kinematics and morphologies of compact group galaxies (e.g. Presotto et al. 2009, Amram et al. 2007, Coziol & Plauchu-Frayn 2007, Amram et al. 2003, Plana et al. 2003, Plana et al. 1998 and Mendes de Oliveira et al. 1998), also by studies of groups containing HI tidal debris (Verdes-Montenegro et

Table 4. Rotational velocities of the sample

(1) HCG	(2) Galaxy	(3) Morph. Type	(4) M_B mag	(5) R_{25} (arcsec/kpc)	Observed		Model			
					(6) $V_{R(25)}^{RC}$ km s^{-1}	(7) R_{max} (arcsec/kpc)	(8) V_{max}^{RC} km s^{-1}	(9) $V_{R(25)}^{\text{model}}$ km s^{-1}	(10) $V_{\text{max}}^{\text{TF}}$ km s^{-1}	(11) V_{max}
2	a	SBd	-20.75	41/11.4	212	74/21.0	264	197	264±39	1
	b	cI	-19.39	21/6.0	...	7/2.0	122	270	196±74	4
	c	SBC	-19.87	33/9.1	118	40/11.2	122	106	122±13	1
7	a	Sb	-20.69	57/15.3	...	47/12.7	226	197	226±27	2
	d	SBC	-18.66	38/10.1	...	16/4.3	78	85	85±4	2
22	c	SBcd	-19.48	52/8.3	143	52/8.3	142	142	142±9	1
37	d	SBdm	-18.65	12/4.8	...	5/2.0	63	76	76±7	4
40	c	Sbc	-19.91	37/15.1	...	24/9.9	197	203	203±3	2
	e	Sc	-18.02	18/7.3	...	7/2.9	146	226	186±40	4
47	a	SBb	-21.23	...	...	...	...	...	...	...
	d	Sd	-19.33	...	...	...	...	...	...	...
49	a	Scd	-19.76	14/9.4	...	10/6.4	126	182	154±28	4
	b	Sd	-19.47	13/8.7	...	4/2.5	69	58	58±6	3
	c	Im	-18.36	10/6.6	...	7/4.3	123	133	133±5	4
56	a	Sc	-20.52	28/15.2	200	22/12.0	205	228	205±14	1
68	c	SBbc	-20.83	77/12.6	244	115/18.9	244	234	244±8	1
93	b	SBd	-21.44	57/17.7	191	28/8.5	235	220	235±22	2
	NGC 92	Sa	-19.55	49/10.0	...	7/1.5	207	229	229±11	4

Column (1): Group number. Column (2): Galaxy member of the group. Column (3): Morphological type taken from Hickson (1993). Column (4): B-band absolute magnitude. Column (5): Isophotal radius at the limiting surface brightness of 25 B mag arcsec^{-2} . Column (6): Observed rotational velocity at R_{25} . Column (7): Maximum radius reached by the rotation curve. Column (8): Observed maximum rotational velocity. Column (9): Rotational velocity at R_{25} derived from the arctan model. Column (10): Rotational velocity used in the Tully-Fisher relation. Column (11): Quality flag on V_{max} (1: reached; 2: probably reached; 3: probably did not reach; 4: did not reach.)

Fig. 4. B-band Tully-Fisher relation for galaxies in compact groups (Mendes de Oliveira et al. 2003 and this work, filled circles) and a field galaxy sample (Epinat et al. 2008b, small squares). For each rotation curve, we derived the PA automatically, from the velocity field, using IDL routines. We fixed the center using the morphological center and we fixed the inclination using the morphological inclination.

al. 2001) and newly formed star forming systems outside the luminous member galaxies (e.g. de Mello et al. 2008) as well as studies of diffuse light presumably originated from stripped material from the outskirts of galaxies in compact groups (e.g. da Rocha et al. 2008). From these studies, it is clear that galaxy interactions represent an effective mech-

anism to remove some of the stars and neutral gas from the member galaxies. However, another important question arises: can interactions remove some of the dark halo of the compact groups galaxies? Mendes de Oliveira et al. (2003) found a few low-mass galaxies that had a lower maximum velocity than that expected from the TF relation. In this paper we find one more galaxy, HCG 49b. Given that these studies focus on the the B-band Tully-Fisher relation, we can not tell if these galaxies have been brightened by star formation or if they have truncated profiles. In the latter case, if HCG 49b sometime in the past lied on the TF relation (defined by the best fit to the GHASP data), this object would have had to lose 85% of its possible initial mass to move to its observed position on the TF relation. K-band Tully-Fisher relation and mass profile decomposition into luminous and halo components are necessary to address this issue (Torres-Flores et al. 2010c, 2010d).

In order to quantify the possible similarities/differences between the HCG and the GHASP samples, we apply a least square bisector fit to the HCG sample. In this case we obtain: $M_B = (-8.40 \pm 1.20) - (5.30 \pm 0.53) \times [\log(V_{\text{max}})]$. From these values and inspecting Fig. 4, it is clear that low mass galaxies are strongly influencing this result for the Tully-Fisher relation of compact groups. To confirm that, we removed galaxies having rotational velocities lower than 100 km s^{-1} . In this case, the Tully-Fisher relation for HCG galaxies is: $M_B = (-4.26 \pm 1.73) - (7.07 \pm 0.74) \times [\log(V_{\text{max}})]$ and for GHASP it is $M_B = (-4.28 \pm 1.39) - (6.98 \pm 0.60) \times [\log(V_{\text{max}})]$. We have also fitted an ordinary least square regression and a least square bisector fit to the HCG and GHASP samples excluding objects fainter than $M_B = -18$ and again we obtain very similar results, i.e. there are no significative differences in the slopes and

zero points of the TF for the two samples. If we add GHASP and HCG galaxies (excluding HCG galaxies with rotational velocities lower than 100 km s^{-1}), we obtain: $M_B = (-3.44 \pm 1.09) - (7.38 \pm 0.48) \times [\log(V_{\text{max}})]$. This result is fully in agreement with the fit obtained for the GHASP sample. From this analysis we concluded that low mass galaxies in compact groups lie off the B-band Tully-Fisher relation while for galaxies with rotational velocities higher than 100 km s^{-1} , the TF relations for HCGs and GHASP galaxies have very similar slopes and zero points. If we take into account the error bars in the inclination and we remove galaxies for which no error bars were quoted or having extremely large error bars that produced errors in the computation (HCG 7c, 47d, 49a, 79d and 87a), we found that 75% of the HCG sample is inside 1σ of the relation defined by GHASP (equation 1). A fraction of 25% of the compact group sample could not reach the Tully-Fisher relation inside 1σ (HCG 40e, 49b, 88c, 89d, 91c, 96c, 96d, 100c and NGC92). Interestingly, HCG 49b, 89d, 96c, 96d and 100c have rotational velocities lower than 100 km s^{-1} .

We study the dispersion that our samples present in the TF relation with respect to the fit derived from GHASP and HCG together (without the galaxies with $v < 100 \text{ km s}^{-1}$, in the case of HCG galaxies). We found that a total of 32% of the HCG and 25% of the GHASP galaxies are outside the 1σ TF relation. This suggests a higher dispersion presented by the HCG galaxies although the main result here is that 98% and 97% of the HCG and GHASP samples are within the same relation at the 2σ level, showing complete agreement at this level. The higher dispersion for HCGs could be due to the frequent interactions in this environment. Puech et al. (2008) found that galaxies at $z \sim 0.6$ having a complex kinematics produced a high dispersion in the TF relation. This result is in agreement with the results of compact groups of galaxies.

In the low mass regime, a few field galaxies producing a high dispersion in the TF relation display lower B-band luminosities than the expected, and therefore, low stellar masses. This is due to the fact that the gaseous component is not negligible for low mass galaxies in the field. If the gas mass is included, field low-mass galaxies are shifted towards the TF relation (as it was already shown in McGaugh et al. 2000). For HCG galaxies, however, adding the gas component moves their positions upwards, off the TF relation. The compact groups outliers have enhanced luminosities (probably due to star formation), which is not the case for field galaxies. In this sense, it could be dangerous to quantify and compare the dispersions in the TF relation for HCG and GHASP galaxies at the low mass regime, given that the physical reason for such dispersion may be different.

4.3. Interaction Indicators

Mendes de Oliveira et al. (1998), Amram et al. (2003) and Plana et al. (2003) have devised a scheme to classify galaxies as interacting or not, based on the analysis of 2-D velocity fields and other indicators. Using this same scheme, Torres-Flores et al. (2009) classified HCG 2, HCG 7, HCG 22 and NGC 92 in different evolutionary stages. In a similar way, we classified the galaxies studied here as interacting or not. In Table 5 we show the main interaction indicators. Of all 11 galaxies studied in this new sample (from which we have derived rotation curves for 9 of them) 6 present

Table 5. Interaction Indicators

Interaction indicator	Galaxy (HCG)					
	37d	40c	40e	47a	47d	49a
(1)	–	–	–	–	–	–
(2)	+	–	+	...	...	+
(3)	–	–	+	+	+	–
(4)	–	–	–	–	–	+
(5)	–	–	–	–	–	+
(6)	–	–	+	+	–	...
(7)	–	–	–	–	...	...
	49b	49c	56a	68c	93b	
(1)	+	–	–	–	+	
(2)	+	+	–	–	+	
(3)	+	+	–	–	+	
(4)	+	–	–	–	–	
(5)	–	–	–	–	–	
(6)	...	...	–	...	...	
(7)	...	...	–	+	–	

Interaction indicators for the new sample presented in this paper. (1): Highly disturbed velocity field. (2): Disagreement between both sides of the rotation curve. (3): Gaseous versus stellar major-axis misalignment. (4): Changing position angle along major axis. (5): Tidal Tails. (6): High IR luminosity. (7): Central activity. The symbol “+” means that the indicator is “on” otherwise the symbol is “–”.

at least two interaction indicators and can be classified as interacting.

One of the interaction parameters listed in Table 5 is the difference between the kinematically and morphological-derived position angles. We plot this difference for 46 compact group galaxies in Fig. 2 (bottom panel). We note that this difference is an indicator of interactions only for non-barred galaxies given that it is common to find bars which are not aligned with kinematic major axes of galaxies. If we discard the barred galaxies we still find that almost one third of the sample of 32 galaxies studied in detail so far (this paper, Mendes de Oliveira et al. 2003 and Torres-Flores et al. 2009) has a misalignment larger than 20 degrees between the kinematic and the morphological position angle, yielding yet more pieces of evidence for the high incidence of interactions among galaxies in compact groups. We noted that only one galaxy (HCG 49a) has a kinematic and morphological inclination lower than 25 degrees. This object has a small misalignment between kinematic and morphological PA (7 degrees), therefore, its low inclination is not affecting the determination of the position angles of this galaxy.

A new interaction indicator for the whole sample of compact groups could be associated with the number of galaxies for which it is possible to obtain the rotation curves versus the total number of observed galaxies. If we gather all the HCG galaxies that have Fabry-Perot observations, discarding elliptical and S0, we found that rotation curves could be obtained for 68% of the observed galaxies. In the case of the GHASP sample, for 85% of the observed galaxies it is possible to derive their rotation curves. This fact could be associated with the complex kinematics shown by HCG galaxies. Moreover, HCG presents a deficiency in the content of HI gas (Verdes-Montenegro et al. 2001), therefore we can not exclude the lack of gas in the HCG galaxies as an important bias in this comparison.

5. Summary and Conclusions

We have presented new velocity fields, monochromatic $H\alpha$ images and velocity dispersion maps for galaxies in nine compact groups. We have explored the B-band Tully-Fisher relation for a sample of 41 galaxies in compact groups and we compared it with the reanalyzed Tully-Fisher relation for the GHASP sample. We found that galaxies in dense environments lie on the Tully-Fisher relation defined by field galaxies, however, some of the low-mass galaxies have either a high luminosity for their mass or a high rotational velocity for their luminosities (e.g. HCG 49b). We also found that one third of the non-barred galaxies in compact groups have a misalignment between the kinematic and morphological position angle higher than 20 degrees.

Acknowledgements. We would like to thank the anonymous referee for very useful comments and suggestions which were very important in improving this paper. S. T-F acknowledges the financial support of FAPESP through a Ph.D. fellowship (2007/07973-3). S. T-F also acknowledges the financial support of Egide through a Eiffel scholarship. CMDO acknowledges support from FAPESP (2006/56213-9) and CNPq. HP acknowledges financial support from CAPES (3656/08-0). S. T-F, CMDO and HP would like to thank the staff members of the Laboratoire d'Astrophysique de Marseille for their hospitality when part of this work was developed. 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. We also acknowledge the use of the HyperLeda database (<http://leda.univ-lyon1.fr>).

References

- Amram, P., Mendes de Oliveira, C., Plana, H., Balkowski, C., Hernandez, O., 2007, *A&A*, 471, 753
- Amram, P., Mendes de Oliveira, C., Plana, H., Balkowski, C., Hernandez, O., Carignan, C., Cypriano, E. S., Sodr, L., Jr., Gach, J. L., Boulesteix, J. 2004, *ApJ*, 612L, 5
- Amram, P., Plana, H., Mendes de Oliveira, C., Balkowski, C., Boulesteix, J., 2003, *A&A*, 402, 865
- Amram, P., Balkowski C., Boulesteix J., et al, 1996, *A&A*, 310, 737
- Amram, P., Boulesteix, J., Georgelin, Y. M., Laval, A., Le Coarer, E., Marcelin, M., Rosado, M. 1991, *Msngr*, 64, 44
- Bottinelli, L., Gouguenheim, L., Paturel, G., Teerikorpi, P. 1995, *A&A*, 296, 64
- Cappellari, M., Copin, Y. 2003, *MNRAS*, 342, 345
- Courteau, S. 1997, *AJ*, 114, 2402
- Coziol, R., Plauchu-Frayn, I. 2007, *AJ*, 133, 2630
- Coziol, R., Brinks, E., Bravo-Alfaro, H. 2004, *AJ*, 128, 68
- Coziol, R., Iovino, A., de Carvalho, R. R. 2000, *AJ*, 120, 47
- Coziol, R., de Carvalho, R. R., Capelato, H. V., Ribeiro, A. L. B. 1998, *ApJ*, 506, 545
- Daigle, O., Carignan, C., Hernandez, O., Chemin, L., Amram, P., 2006b, *MNRAS*, 368, 1016
- Da Rocha, C., Ziegler, B. L., Mendes de Oliveira, C., 2008, *MNRAS*, 388, 1433
- de Mello, D.F., Torres-Flores, S. & Mendes de Oliveira, C. 2008a, *AJ*, 135, 319
- Durbala, A., del Olmo, A., Yun, M. S., Rosado, M., Sulentic, J. W., Plana, H., Iovino, A., Perea, J. 2008, *AJ*, 135, 130
- Epinat et al. 2010, in preparation
- Epinat, B., Amram, P., Marcelin, M., Balkowski, C., Daigle, O., Hernandez, O., Chemin, L., Carignan, C., Gach, J.-L., Balard, P., 2008, *MNRAS*, 388, 500
- Epinat, B., Amram, P., Marcelin, M. 2008b, *MNRAS*, 390, 466
- Fasano, G. Bettoni, D. 1994, *AJ*, 107, 1649
- Hickson, P. 1993b, *Atlas of Compact Groups of Galaxies* (New York: Gordon and Breach Science Publishers)
- Hickson, P., Mendes de Oliveira, C., Huchra, J. P., & Palumbo, G. G. 1992, *ApJ*, 399, 353
- Hickson, P., Kindl, E., & Auman, J. R. 1989, *ApJS*, 7, 687
- Hickson, P. 1982, *ApJ*, 255, 382
- Kannappan, S. J., Fabricant, D. G., Franx, M. 2002, *AJ*, 123, 2358
- McGaugh, S. S., Schombert, J. M., Bothun, G. D., de Blok, W. J. G. 2000, *ApJ*, 533L, 99
- Mendes de Oliveira C., Amram P., Plana H., Balkowski C., 2003, *AJ*, 126, 2635
- Mendes de Oliveira, C., Plana, H., Amram, P., Balkowski, C., & Boulesteix, J. 1998, *ApJ*, 507, 691
- Mendes de Oliveira, C. 1992, Ph.D. thesis, British Columbia Univ.
- Paturel G., Petit C., Prugniel P., Theureau G., Rousseau J., Brouty M., Dubois P., Cambrsy L., 2003, *A&A*, 412, 45
- Phillips, A. C. 1996, *ASPC*, 91, 44
- Pisano, D. J., Wilcots, E. M., Elmegreen, B. G. 2000, *AJ*, 120, 763
- Peirani, S., Hammer, F., Flores, H., Yang, Y., Athanassoula, E. 2009, *A&A*, 496, 51
- Plana, H., Amram, P., Mendes de Oliveira, C., Balkowski, C. 2010, *AJ*, 139, 1
- Plana, H., Amram, P., Mendes de Oliveira, C., Balkowski, C., & Boulesteix, J. 2003, *AJ*, 125, 1736
- Plana, H., Amram, P., Mendes de Oliveira, C., Balkowski, C. 2000, *AJ*, 120, 621
- Plana, H., Mendes de Oliveira, C., Amram, P., Boulesteix, J. 1998, *AJ*, 116, 2123
- Presotto, V., Iovino, A., Pompei, E., Temporin, S. 2010, *A&A*, 510, A31
- Puech, M., Flores, H., Hammer, F. et al. 2008, *A&A*, 484, 173
- Schelegel, D.J., Finkbeiner, D.P., & Davis, M. 1998, *ApJ* 500, 525
- Shimada, M., Ohya, Y., Nishiura, S., Murayama, T., Taniguchi, Y. 2000, *AJ*, 119, 2664
- Torres-Flores et al. 2010d, In preparation.
- Torres-Flores S, Mendes de Oliveira, C. Plana H., Amram P. 2010c, In preparation.
- Torres-Flores, S., Mendes de Oliveira, C., de Mello, D. F., Amram, P., Plana, H., Epinat, B. & Iglesias-Pramo, J. 2009, *A&A*, 507, 723
- Tully, R. B., Pierce, M. J. 2000, *ApJ*, 533, 744
- Verdes-Montenegro, L., Del Olmo, A., Iglesias-Pramo, J. I., et al. 2002, *A&A*, 396, 815
- Verdes-Montenegro, L., Yun, M.S., Williams, B.A., Huchtmeier, W.K., Del Olmo, A. & Perea, J. 2001, *A&A*, 377, 812
- Verheijen, M. A. W. 2001, *ApJ*, 563, 694
- Vilchez, J. M., & Iglesias-Pramo, J. 1998, *ApJS*, 117, 1

Appendix A: Individual galaxy properties

A.1. HCG 37

This group is formed by five galaxies. The brighter member, HCG 37a, has a morphological type E7 (Hickson 1992). Coziol et al. (2004) classified galaxies HCG 37a, HCG 37b, HCG 37c and HCG 37d as a dwarf LINER (dLINER), LINER, low luminosity AGN and a Star Forming Galaxy (SFG), respectively. HCG 37b is a near IR source (Allam et al. 1996). Verdes-Montenegro et al. (2001) reported that 87% of the expected HI is missing in HCG 37. Four of the five galaxies of HCG 37 were observed (due to the field of view of the observations) and we detect H α emission only in two of them. HCG 37a shows a central H α emission, as was reported in Vilchez et al. (1998), however, the H α profiles have a low signal to noise ratios. For this galaxy it was not possible to perform a rotation curve.

The monochromatic map of HCG 37d shows an extension of 13 arcsec (5.2 kpc). It has two peaks in the emission, as was found in Vilchez et al. (1998), the peak located in the north west side of the galaxy being stronger. The continuum image shows the same peaks as the monochromatic image. The velocity field of this object is regular. The kinematic position angle is aligned with the optical one (as derived by Mendes de Oliveira 1992 at $2 h^{-1}$ kpc), differing in only 2° . The rotation curve of HCG 37d is not symmetric and both sides do not match. The receding and approaching sides reach velocities of 60 km s^{-1} and 53 km s^{-1} respectively. The rotation curve does not reach the optical radius of the galaxy (R_{25}).

A.2. HCG 40

This quintet is composed by two early-type and three late-type galaxies. HCG 40a, HCG 40d and HCG 40e were classified as radio sources (dLNR, LNR and Sy2 respectively) in Coziol et al. (1998) and re-classified as no-emission galaxy, SFG and SFG in Coziol et al. (2004). HCG 40b is a no-emission galaxy and HCG 40c is a SFG (Coziol et al. 2004). HCG 40e is a FIR source (Allam et al. 1996). In the evolutive scenario of Verdes-Montenegro et al. (2001), HCG 40 is a type 3a group, where 89% of the expected HI mass is missing, which convert this group in a very evolved group.

The strongest H α emission of the group is detected in two peaks, in the barred early-type spiral HCG 40d. This emission is very concentrated in the central region, probably associated with star formation at the end of the bar. We could not derived the rotation curve for this object.

We also detected H α emission in the central region of HCG 40a and HCG 40b (both galaxies were classified as early-type galaxies by Hickson (1992), E3 and S0, respectively). Interestingly, no emission was detected in Coziol et al. (2000) for these objects. As for HCG 40d, we could not obtain the rotation curve for these objects.

HCG 40c displays an extended monochromatic map. We detected a peak in the H α emission at the south-east side of HCG 40c, coincident with the peak in the HI distribution shown in Verdes-Montenegro et al. (2001). Its velocity field is regular. The kinematic position angle does not change with radius. The rotation curve is symmetric, reaching a plateau at 6 kpc, however, this curve does not reach the optical radius R_{25} . At radii larger than 10 kpc, there is

no more H α emission, as it is possible to note from the monochromatic image.

HCG 40e shows a weak H α emission on its disk. Both sides of the rotation curve do not match.

A.3. HCG 47

This quartet is formed by two pairs of galaxies. HCG 47a is a SBb (Hickson 1993) galaxy, showing a ring-shape structure on its south west side (Fasano et al. 1994). Shimada et al. (2000) classified HCG 47a as an absorption-line galaxy. Hickson classified HCG 47b, HCG 47c and HCG 47d as E3, Sc and Sd galaxies. HCG 47a and HCG 47b are radio and FIR sources (Allam et al. 1996).

We detected a strong H α emission in the ring of HCG 47a. On the other hand, HCG 47b shows weak intensity in its monochromatic map. The north side of HCG 47d shows the strongest H α emission in this galaxy. However, we also note an extended emission in its disk. HCG 47c only shows a central knot in its monochromatic image, at the same position of the continuum peak.

The velocity field shows higher velocities in the eastern part of the approaching side than in the western region, probably due to the presence of the ring. The kinematic position angle differs from the optical one, at $2 h^{-1}$ kpc and at R_{25} , in 14° in both cases.

HCG 47d shows a regular velocity field. However, there is an offset between the kinematic and optical position angle of 32° and 23° (Mendes de Oliveira 1992 and HyperLeda, respectively). For HCG 47a and 47d it was not possible to obtain the rotation curves (the procedure developed by Epinat et al. 2008a does not converge for these galaxies).

A.4. HCG 49

This small and compact quartet of galaxies shows an angular diameter of 0.9 arcmin (Hickson et al. 1982) (36 kpc) and is the most distant group in this sample (140 Mpc). HCG 49a and HCG 49b are late-type spiral galaxies, HCG 49c is a Im and HCG 49d is a E5 (Hickson 1993). In the scenario proposed in Verdes-Montenegro et al. (2001), HCG 49 is a well developed group, in the 3b phase, where the HI gas forms a large cloud containing all galaxies, with a single velocity gradient.

Fasano et al. (1996) noted that HCG 49a seems to be a superposition of two galaxies but our monochromatic map shows that the emission is coming from only one object. We analyzed the H α profile in the region where the superposition appears, and we do not detect a defined profile. The monochromatic map of HCG 49a shows H α emission across the disk of this object. This emission peaks at the same place in the monochromatic and the continuum map. This object shows a regular velocity field. Kinematic position angle differs only in 7° from the optical position angle at $2 h^{-1}$ kpc. However, the difference is larger if we take the optical position angle at R_{25} (16°). The rotation curve is symmetric and both sides match relatively well.

HCG 49b shows two strong peaks in the monochromatic map. One of them is located at the same position of the continuum maximum. The other bright knot is placed to the east of the galaxy. This knot shows an amplitude of $\sim 40 \text{ km s}^{-1}$. HCG 49b shows a perturbed velocity field. The kinematic position angle changes along the radius and

it differs from the optical one at $2 h^{-1}\text{kpc}$ in 17° . However, at R_{25} the optical and kinematic position angles reach a similar value (Table 3). The rotation curve of HCG 49b extended out to $12.5 \text{ arcsec} (\sim 8.5 \text{ kpc})$. Both sides do not match. The receding side reaches values of 70 km s^{-1} and the approaching side reaches values of 75 km s^{-1} .

The monochromatic map of HCG 49c shows a much lower intensity than HCG 49a and b. We detected a bridge in the $\text{H}\alpha$ emission between members b and c. The velocity field seems regular. However, a disagreement of 64° is observed between the kinematic and optical position angles. Both sides of the rotation curve match from the center out to 2.5 kpc . Beyond this radius, no $\text{H}\alpha$ emission is detected in the approaching side.

A.5. HCG 54

Hickson et al. (1989) classified this group as formed by three irregular galaxies and one Sdm galaxy. Verdes-Montenegro et al. (2002) found HI tidal tails and shells in the environment of HCG 54. They concluded that this group is a merger remnant.

From our monochromatic map we note that HCG 54b shows the strongest $\text{H}\alpha$ emission and its velocity field shows an amplitude of 30 km s^{-1} . HCG 54b and 54d also appear in the monochromatic map, however it is difficult to get some information from the velocity field. HCG 54a is detected in the continuum image. Our data supports the scenario that HCG 54 is in fact one only galaxy and not a group. Due to the nature of this object (Verdes-Montenegro et al. 2002) we decided do not obtain any kinematic parameter of its members.

A.6. HCG 56

This quintet is formed by the late-type spiral HCG 56a, the SB0 HCG 56b and three SO galaxies (c, d, e). Coziol et al. (2004) classified members a, d and e as Star Forming Galaxies, HCG 56b as a Seyfert galaxy and HCG 56c as a no-emission line galaxy. Allam et al. (1996) detected members b, c and d at 25 60 and $100 \mu\text{m}$. This group only shows 19% of its expected HI mass (Verdes-Montenegro et al. 2001). We present Fabry-Perot data for members a, b, c and d of this group. The monochromatic map of HCG 56a shows an extended emission along the disk. Peaks in the $\text{H}\alpha$ emission are detected in the southern and northern side of this galaxy. Both peaks are located at the same distance with respect to the peak in the continuum image. The velocity field of HCG 56a seems to be regular. We noted that the approaching side is more extended than the receding side. We do not detect any misalignment between the kinematic and optical position angles for this galaxy. The rotation curve of HCG 56a is symmetric. The approaching and receding sides match from 3 to $18''$ (2 to 10 kpc), where the approaching side reaches a plateau. At radii larger than $18''$, there is no data for the receding side, however, the approaching side reaches $35''$.

We detected $\text{H}\alpha$ emission at the center of the S0 galaxies HCG 56b, HCG 56c and HCG 56d. Given that we only detected $\text{H}\alpha$ emission at the center of these objects, it was not possible to obtain their rotation curves. No emission was detected in the bridge between members b and c. Members

b, c and d shows a shift of $0.88''$ (one pixel) between their monochromatic and continuum peaks.

A.7. HCG 68

This group is formed by four early-type galaxies (HCG 68a, b, d and e) and one barred spiral galaxy (HCG 68c) (Hickson 1993). Shimada et al. (2000) classified members a, b and c as AGN, however, Coziol et al. (2004) classified HCG 68a as a no-emission galaxy. Verdes-Montenegro et al. (2001) detected only 33% of the expected HI mass for this group. We detected $\text{H}\alpha$ emission in the monochromatic map of HCG 68a and b. However, the $\text{H}\alpha$ profile is not well defined in both galaxies.

We detected several bright HII regions on the well defined arms of HCG 68c. On the nuclear region, we detected a peak in $\text{H}\alpha$, nevertheless, no emission was detected across the bar of this object, as also reported by Vilchez et al. (1998). The maximum intensity in the monochromatic map of HCG 68c corresponds to an HII region located $60''$ from its center (north west side of the galaxy). The velocity field of HCG 68c is quite regular. The kinematic and optical (R_{25}) position angles are aligned. The difference between the kinematic and optical position angle at $2h^{-1}$ is caused by the influence of the bar at this radius. The rotation curve of HCG 68c reaches $115''$ (19 kpc). In the first $10''$, both sides of the rotation curve do not match and we detected a bump in the approaching side, reaching 250 km s^{-1} . Both sides of the rotation curve match from 15 to $105''$. At $40''$, the approaching side shows higher velocities than the receding side, showing some bumps, probably produced by the crossing of spiral arms.

A.8. HCG 79

Mendes de Oliveira et al. (2003) presented the rotation curve of HCG 79d. Inclinations for HCG 79d are 64° and 78° (depending if it is taken from the axis ratio given in Hickson 1993 or if it is taken from HyperLeda database). Durbala et al. (2008) showed continuum-subtracted $\text{H}\alpha$ images of HCG 79 (for this group, see details in Durbala et al. 2008).

A.9. HCG 93

This quartet is formed by two barred spiral galaxies, HCG 93b and HCG 93c, one E1 galaxy (HCG 93a) and the SB0 galaxy HCG 93d (Hickson 1993). Members a and c were classified as AGN by Shimada et al. (2000) and Coziol et al. (2004). HCG 93b is classified as an AGN by Shimada et al. (2004) but Coziol et al. (2004) classified it as a Star Forming Galaxy. About 84% of the expected HI mass in HCG 93 is missing (Verdes-Montenegro et al. 2001). We presented Fabry-Perot data only for the barred spiral HCG 93b. Its monochromatic map shows $\text{H}\alpha$ emission across the bar and two bright knots at the end of it, produced by star formation resulting from the compression of gas in this place, in agreement with its morphological type (Phillips 1996, Pisano et al. 2000). In the arms, we detected a few HII regions. The velocity field of HCG 93b shows a twist. We detected a disagreement between optical and kinematic position angles of 17° and 134° (Mendes de Oliveira et al. 2003 and HyperLeda, respectively). Both sides of the rota-

S. Torres-Flores et al.: Kinematics of galaxies in Compact Groups, *Online Material p 3*

tion curve of HCG 93b do not match. From $20''$ (7 kpc), the approaching side falls, reaching values of $\sim 120 \text{ km s}^{-1}$. The approaching side has an extension of $95''$ (30 kpc).

Appendix B: Individual maps and rotation curves

Fig. B.1. Maps for HCG 37. North is at the top and east to the left for all images in Figs. B.1 to B.10. HCG 37a is located to the south east of HCG 37d. Top left: B band image from DSS. Top right: Velocity field. Bottom left: Monochromatic image. Bottom right: velocity dispersion map.

S. Torres-Flores et al.: Kinematics of galaxies in Compact Groups, *Online Material p 4*

Fig. B.2. Maps for HCG 40. HCG 40a is located close to the center of the field and to the south west of HCG 40d. HCG 40e, b and c are located at the south-east of HCG 40a. Top left: B band image from DSS. Top right: Velocity field. Bottom left: Monochromatic image. Bottom right: velocity dispersion map.

S. Torres-Flores et al.: Kinematics of galaxies in Compact Groups, *Online Material p 5*

Fig. B.3. Maps for HCG 47. HCG 47b and 47a are located at the bottom of the field. HCG 47c and 47d are located at the north of the field. Top left: B band image from DSS. Top right: Velocity field. Bottom left: Monochromatic image. Bottom right: velocity dispersion map.

S. Torres-Flores et al.: Kinematics of galaxies in Compact Groups, *Online Material p 6*

Fig. B.4. Maps for HCG 49. From east to west: HCG 49a, 49b, 49c and 49d. Top left: B band image from DSS. Top right: Velocity field. Bottom left: Monochromatic image. Bottom right: velocity dispersion map.

S. Torres-Flores et al.: Kinematics of galaxies in Compact Groups, *Online Material p 7*

Fig. B.5. Maps for HCG 54. Top left: B band image from DSS. Top right: Velocity field. Bottom left: Monochromatic image. Bottom right: velocity dispersion map.

S. Torres-Flores et al.: Kinematics of galaxies in Compact Groups, *Online Material p 8*

Fig. B.6. Maps for HCG 56. From east to west: HCG 56a, 56b, 56c and 56d. Top left: B band image from DSS. Top right: Velocity field. Bottom left: Monochromatic image. Bottom right: velocity dispersion map.

S. Torres-Flores et al.: Kinematics of galaxies in Compact Groups, *Online Material p 9*

Fig. B.7. Maps for HCG 68. HCG 68a is located to the south of HCG 68b. Top left: B band image from DSS. Top right: Velocity field. Bottom left: Monochromatic image. Bottom right: velocity dispersion map.

S. Torres-Flores et al.: Kinematics of galaxies in Compact Groups, *Online Material p 10*

Fig. B.8. Maps for HCG 68c. Top left: B band image from DSS. Top right: Velocity field. Bottom left: Monochromatic image. Bottom right: velocity dispersion map.

S. Torres-Flores et al.: Kinematics of galaxies in Compact Groups, *Online Material p 11*

Fig. B.9. Maps for HCG 79. HCG 79b and 79c are located in the north of the field, from east to west. HCG 79a is in the center of the field and HCG 79d is placed at the south of 79a. Top left: B band image from DSS. Top right: Velocity field. Bottom left: Monochromatic image. Bottom right: velocity dispersion map.

S. Torres-Flores et al.: Kinematics of galaxies in Compact Groups, *Online Material p 12*

Fig. B.10. Maps for HCG 93b. Top left: B band image from DSS. Top right: Velocity field. Bottom left: Monochromatic image. Bottom right: velocity dispersion map.

S. Torres-Flores et al.: Kinematics of galaxies in Compact Groups, *Online Material p 13*

Fig. B.11. Rotation curves in this sample. The PA was determined automatically from the model. The center and inclination were fixed (morphological center and photometric inclination, respectively). The black vertical arrow in the x-axis represents the radius R₂₅ while the smaller grey arrow in the x-axis represents the transition radius that is defined by the first ring that contains more than 25 uncorrelated bins in the velocity field (see Epinat et al. 2008a).

S. Torres-Flores et al.: Kinematics of galaxies in Compact Groups, *Online Material p 14* **Fig. B.12.** See caption of Fig. B.11

S. Torres-Flores et al.: Kinematics of galaxies in Compact Groups, *Online Material p 15*

Fig. B.13. See caption of Fig. B.11

GHASP: an $H\alpha$ kinematic survey of spiral and
irregular galaxies IX. The NIR, stellar and
baryonic Tully-Fisher relation and its implications on
dynamical parameters

No presente capítulo é apresentado o artigo que leva o título “GHASP: an $H\alpha$ kinematic survey of spiral and irregular galaxies IX. The NIR, stellar and baryonic Tully-Fisher relation and its implications on dynamical parameters”. Este artigo apresenta a relação de Tully-Fisher infravermelha, estelar e bariônica para a amostra de controle usada nesta tese. Este artigo vai ser submetido dentro dos próximos dias à revista *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. A informação nele contida corresponde a uma parte do Capítulo 4 desta tese.

GHASP: an H α kinematic survey of spiral and irregular galaxies – IX. The NIR, stellar and baryonic Tully-Fisher relation and its implications on dynamical parameters^{*}

S. Torres-Flores^{1,2†}, B. Epinat³, P. Amram¹, H. Plana^{1,4}, C. Mendes de Oliveira²

¹*Laboratoire d'Astrophysique de Marseille, OAMP, Université de Provence & CNRS, 38 rue F. Joliot-Curie, 13388 Marseille, Cedex 13, France*

²*Departamento de Astronomia, Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da USP, Rua do Matão 1226, Cidade Universitária, 05508-090, São Paulo, Brazil*

³*Laboratoire d'Astrophysique de Toulouse-Tarbes, Université de Toulouse & CNRS,*

14 Avenue Edouard Belin, 31400 Toulouse, France

⁴*Laboratório de Astrofísica Teórica e Observacional, Universidade Estadual de Santa Cruz, Ilheus, Brazil*

ABSTRACT

We studied the near infrared, stellar and baryonic Tully-Fisher relation for a homogeneous sample of field galaxies taken from the GHASP survey. Using 2MASS photometry and rotation curves derived from 2D velocity fields, we found that the near infrared Tully-Fisher relation of the GHASP sample is in good agreement with previous works. In the case of the stellar relation, where masses were estimated using different stellar populations recipes, we found a slope of 4.06 ± 0.29 . This value is shallower than the slope found by previous studies and this value does not change significantly when different mass estimators are used. We study the baryonic Tully-Fisher relation using the H I mass for each galaxy found in the literature. In this case, the slope is $\alpha = 3.25 \pm 0.23$ when the stellar mass is derived from the K-band luminosity. This value does not change significantly when the H₂ component is included in the baryonic mass, giving a slope of $\alpha = 3.38 \pm 0.25$. When stellar masses are computed from the B-band luminosity and the H₂ mass is taken into account, the slope of the baryonic Tully-Fisher relation is $\alpha = 3.06 \pm 0.23$. We also found a good agreement between the baryonic mass using the predicted H I mass from the morphological type and B-band luminosity and the observed mass. The slope of the baryonic Tully-Fisher relation shown in this work is very close to the value expected from cosmological simulations and from the virial theorem. Using the baryonic mass and the optical radius of galaxies, we found that the superficial baryonic mass density seems to be constant for all the galaxies of this sample. By comparing the total-to-baryonic mass ratio with morphological type, we found that late-type GHASP galaxies have higher ratios than early-type spirals, in agreement with previous observational studies and with the cold dark matter scenario, suggesting that supernova feedback is actually an important issue in late-type spirals.

Key words: galaxies: evolution – galaxies: kinematics and dynamics

1 INTRODUCTION

Numerous studies have been carried out to investigate the Tully-Fisher relation, which relates the luminosities and the rotational velocities of galaxies. This relation has shown to be important in determining extragalactic distances (e. g. Pierce & Tully 1988, Tully & Pierce 2000), in the study

of evolution of galaxies (e.g. Puech et al. 2008) and also giving constrain in cosmological galaxy formation models (Portinari & Sommer-Larsen 2007)

Although the Tully-Fisher relation is a test for galaxy evolution models, its origin is still debatable. Some authors argue a cosmological origin (e. g. Avila-Reese, Firmani & Hernández 1998) while others suggest that this relation is regulated by star forming process (e. g. Silk 1997). Also, the slope of the Tully-Fisher relation become steeper from optical to near infrared (NIR) bands, as found by Tully &

^{*} GHASP Fabry-Perot data is available at <http://fabryperot.oamp.fr>
[†] E-mail: storres@astro.iag.usp.br

2 S. Torres-Flores et al.

Pierce (2000). This effect seems to be related with the stellar populations of galaxies.

The use of NIR bands in the Tully-Fisher relation has shown to be extremely useful, because NIR bands present lower internal extinction than optical bands (Verheijen 2001) and the mass-to-light ratio is less contaminated by younger stellar populations given a direct estimation of their stellar content.

Luminosities can be converted into stellar masses by scaling by a given mass-to-light ratio. Thus, instead of linking rotation velocities to luminosities, some authors have correlated rotation velocities to stellar masses. This relation is called stellar Tully-Fisher relation (e.g. Bell & de Jong 2001). To estimate the whole baryonic mass, the gaseous component should be added to the stellar mass. This relation is called the baryonic Tully-Fisher relation. Its relation has been studied by several authors (McGaugh 2000, Verheijen 2001, Geha et al. 2006, Bell & de Jong 2001, etc.).

In this paper we focus on the study of the NIR, stellar and baryonic TF relation for the GHASP sample and its implications on the total mass of galaxies. Epinat et al. (2008b) analyzed, in a homogenous way, the 3D data cubes, 2D velocity fields and 1D rotation curves for 203 galaxies of this survey. Rotation curves computed from 2D velocity fields are more robust than the one derived from long slit spectroscopy. We have used H and K-band photometry from 2MASS survey, mass-to-light ratios derived from stellar population models, H I fluxes and H₂ masses from the literature to perform, for the first time, the NIR, stellar and baryonic Tully-Fisher relations for the GHASP sample.

In 2 we describe the data, including the method used to compute the stellar, gaseous and baryonic masses. In 3, we present the results. In 4 we discuss and compare our results with previous works. Finally, we resume our main findings in 5.

2 DATA

2.1 Rotational velocities

The sample used for this study is coming from the GHASP sample. All the GHASP galaxies have been recently reanalyzed in an homogeneous way in Epinat et al. (2008b). They published 3D data cubes for all the galaxies of this survey. We excluded from the Epinat et al. sample galaxies with radial systemic velocities lower than 3000 km s⁻¹, for which no other individual measurements of distances were available (the references are indicated in Epinat et al. 2008b). This was done to avoid the effect of the local group infall. We also exclude galaxies with inclinations lower than 25 degrees for which the error on the rotational velocity is too high and we did not use galaxies for which the maximum velocities were not reached (Epinat et al. 2008b), in a similar way as done by Torres-Flores et al. (2010a).

2.2 Photometry

We computed the near infrared magnitudes using 2MASS data (Skrutskie et al. 2006). 2MASS H and K-band data were available for 71 galaxies of the GHASP sub-sample de-

fined in section 2.1. Absolute magnitudes were obtained using:

$$M_{H,K} = m_{H,K} - 5 \times \log(D) - 25 \quad (1)$$

Distances (D) were taken from Epinat et al. (2008b). The magnitudes $m_{H,K}$ have been computed using the flux within the isophote of 20 mag arcsec⁻¹. We corrected the magnitude for Galactic extinction using the Schlegel maps (Schlegel et al. 1998). Extinction due to the inclinations and seeing were applied using the method given in Masters et al. (2003). k-corrections were taken from Masters et al. (2003). Columns 1, 2 and 3 in Table 1 list the name, H and K-band absolute magnitudes for the sample. K-band luminosities were estimated using $L_K = 10^{-0.4(M_K - 3.41)}$.

The magnitudes M_B have been taken from Epinat et al. (2008b, column 5 in Table B3). In order to estimate the B-band luminosity we used $L_B = 10^{-0.4(M_B - 5.49)}$.

2.3 Mass-to-light ratios and stellar masses

The main uncertain in the study of the stellar and baryonic Tully-Fisher relations is the stellar mass-to-light ratio: Υ_* . Different methods to estimate this parameter are used. Spano et al. (2008) have modeled the stellar mass distribution of rotation curves, obtaining a dynamical estimation of Υ_* . Bell & de Jong (2001) used stellar populations synthesis models to predict a relation between the colors of galaxies and its Υ_* . Although both approaches treat with the same physical parameter, some authors showed no clear correlation between them (e. g. Barnes et al. 2003). Others authors have dealt with the modified Newton dynamics (MOND) to obtain the Υ_* and study its implication on the baryonic Tully-Fisher relation (McGaugh 2005). In this work, we have estimated Υ_* and stellar masses using stellar population synthesis models recipes. One of them, consists of only fixing the value of Υ_* . We have compared our results with some works available in the literature following the stellar populations synthesis models given by Bell & de Jong (2001, B&J), Bell et al. (2003, BE) and Portinari et al. (2004, PO) (equations 2 and 3, 4 and 5 and 6 respectively).

$$M_{\star}^{B\&J} = 10^{-0.692+0.652(B-V)} L_K \quad (2)$$

$$M_{\star}^{B\&J} = 10^{-0.994+1.804(B-V)} L_B \quad (3)$$

$$M_{\star}^{BE} = 10^{-0.206+0.135(B-V)} L_K \quad (4)$$

$$M_{\star}^{BE} = 10^{-0.942+1.737(B-V)} L_B \quad (5)$$

$$M_{\star}^{PO} = 10^{0.730[(B-V)-0.600]-0.115} L_K \quad (6)$$

B&J used a scaled Salpeter IMF. PO used a Salpeter IMF, with masses ranging between 0.1 and 100 M_. These models are available for several colors (to estimate Υ_*) and also for the luminosity in several bands (to estimate the stellar mass). In order to obtain Υ_* , we have used the B-V colors. Stellar masses were calculated using the K-band luminosities. This band is directly associated with the bulk of the stellar mass content in galaxies. In order to compare stellar masses derived from the K-band luminosities, we have also used the B-band luminosity. We note that this photometric band could be contaminated with the emission of young stars. We removed in this analysis, galaxies for

GHASP: The baryonic Tully-Fisher relation for field galaxies 3

Figure 1. Comparison between the observed and predicted HI masses. In both axis have been plotted the logarithm of the mass. The predicted mass was calculated following the recipes given in Haynes & Giovanelli (1984). Observed HI masses were calculated using the flux at 21 cm and equation 9.

which no B-V colors were available in the literature. Therefore, in the stellar and baryonic analysis, left 46 galaxies in total. B-V colors were taken from HyperLeda (Paturel et al. 2003) and K-band luminosities were estimated using $L_K = 10^{-0.4(M_K - 3.41)}$ (see section 2.2)

Stellar masses were also estimated using a fixed mass-to-light ratio following McGaugh et al. (2000, MG). These authors defined the mass-to-light ratio in the K-band as $\Upsilon_* = 0.8M_\odot/L_\odot$. In this case, the stellar mass is simply:

$$M_*^{MG} = \Upsilon_* L_K \quad (7)$$

2.4 Baryonic masses

The mass of a galaxy is constituted of its content in stars, gas (neutral, molecular and a negligible component of ionized gas), dust (negligible) and dark matter. The sum of the stellar and gas contents corresponds to the baryonic matter. Thus, the total mass in gas is:

$$M_{gas} = M_{HI} + M_{He} + M_{H_2} \quad (8)$$

In order to obtain the baryonic mass for the GHASP sample we have calculated the observed HI mass for each galaxy using the corrected 21-cm line flux taken from HyperLeda. Fluxes were converted into mass using the relation (see Verdes-Montenegro et al. 2001 for example):

$$M_{HI} = 2.356 \times 10^5 F_{HI} D^2 \quad (9)$$

where D is the distance to the galaxy in Mpc, and F_{HI} is the HI flux in Jy km^{-1} . We also computed the predicted HI mass for each galaxy given its B-band luminosity and morphological type. We follow the procedure given by Haynes & Giovanelli (1984):

$$M_{HI} = 10^{c_1 + c_2 \times SM} \times L_B \quad (10)$$

where c_1 , c_2 and SM are values that depend of the morphological types and magnitudes of the galaxies, respectively. Morphological types were taken HyperLeda. In Fig. 1 (black circles) we compare the predicted and the observed HI masses for 193 galaxies of the GHASP sample (taken from Epinat et al. 2008b). We found a good agreement between both methods, however, it is possible to note that the predicted HI mass is underestimated with respect to the observed mass. This fact could be caused by the use of the B-band luminosity at the optical radius. In the following, we use the observed HI masses for the Tully-Fisher analysis of the GHASP sample. In order to have an estimation of the observed mass at the optical radius, we have scaled it by the observed-to-predicted HI mass ratio (red circles in Fig. 1). We use this scaled HI mass when total and baryonic masses are compared at the same radius. In this case, the baryonic mass is named $M_{bar(25)}$.

To take into account the correction for helium and metals in the gas content (McGaugh et al. 2000), M_{He} is related to the HI mass through:

$$M_{He} = 0.4M_{HI} \quad (11)$$

The H_2 mass has been computed following the formula given by McGaugh & de Blok (1997), using the morphological type of the galaxies (Young & Knesek, 1989).

$$M_{H_2} = M_{HI}(3.7 - 0.8T + 0.043T^2) \quad (12)$$

Nevertheless, to avoid uncertainties linked to our bad knowledge in the H_2 content, the baryonic mass studied in this paper does not include H_2 , except when it is explicitly mentioned. The baryonic mass is defined as:

$$M_{bar} = M_* + M_{gas} \quad (13)$$

In order to compare baryonic and total masses of galaxies in this sample, we have calculated the total mass inside the optical radius R_{25} . We used the B-band optical radius (R_{25}) because it estimates the optical mass and is easily found in the literature for almost all the disk-dominated GHASP galaxies (which is not the case for radius measured in the H or K band). Obviously, the total optical mass is almost within this radius but not the total dark matter content. We assumed a spherical mass distribution:

$$M(R) = R_{25} V_{max}^2 / G \quad (14)$$

We note that assuming a spherical distribution for the optical disk clearly overestimates by $\sim 20\%$ the optical mass which lie in a disk rather than in a sphere (Lequeux, 1983) but describes fairly well the dark mass content.

3 RESULTS

In Table 1 we list the different determinations of mass-to-light ratios and masses for each galaxy. Column 1, 2, 3, 4 and 5 indicate respectively the name, H and K-band absolute magnitudes, maximum rotational velocities and B-V colors. In columns 6, 7 and 8 we list the mass-to-light ratios calculated from equations 2, 4 and 6, respectively. Values for the stellar masses are shown in columns 9, 10 and 11, following B&J, BE and PO et al. (2004), respectively. In column 12, we list the $M_{HI} + M_{He}$, where M_{HI} is calculated using the observed HI mass for the GHASP sample. Column 13

4 S. Torres-Flores et al.

corresponds to the baryonic masses excluding the H₂ content ($M_{\star} + M_{HI} + M_{He}$), $M_{\star}$ is here calculated following B&J given in column 9.

3.1 H and K-band TF relation

In Fig. 2 we plot the H and K-band TF relation for the sample (left and right panels, respectively). The dashed lines correspond to the ordinary least square bisector fit and 1σ . From the fit, we have derived the followings equations:

$$M_H = (-0.55 \pm 1.28) - (9.82 \pm 0.55)[\log(V_{max})] \quad (15)$$

$$M_K = (-0.28 \pm 1.32) - (10.04 \pm 0.57)[\log(V_{max})] \quad (16)$$

Table 2 summarizes the bisector linear regression coefficients (denoted by α for slopes and β for the zero points) found for the TF relation in H and K-bands. In the same table we list values of α and β found in the literature. Taking into account the errors, both slopes and zero points are in agreement (within 2σ) with previous results found in the literature.

3.2 The stellar TF relation

In Fig. 3 (left panel), we show the stellar TF relation for the sample. Dashed lines follow equation 17 and represent the least-square bisector fit and a dispersion of 1σ on the data.

$$M_{\star} = (1.09 \pm 0.67)V_{max}^{(4.06 \pm 0.29)} \quad (17)$$

We found a slope of 4.06 ± 0.29 (equation 17) when we calculated the stellar masses following B&J. We note that these authors found a slope of 4.4 ± 0.2 for the stellar TF relation, for a sample of galaxies in the Ursa Major cluster. In order to compare different estimators of the stellar mass available in the literature, we have calculated the slope and zero points of the stellar TF relations of our GHASP sample using different prescriptions for mass determination given by B&J, BE, PO and MG (see equations 2, 4, 6 and 7).

Table 3 summarizes the fit parameters using the different stellar mass estimators. Slopes are consistent, within 1σ , between the different estimators. The zero points obtained from the different recipes show a higher dispersion than the slope.

In Fig. 4 we plot stellar masses derived from the K and B-band luminosities, following the recipes of B&J (black dots) and BE (red dots), respectively. In both cases, the B-band luminosities overestimate the stellar mass for the low-mass galaxies, when it is compared with the value derived from the K-band luminosity. On the other hand, the model given by Bell et al. (2003) underestimate the stellar mass of the massive galaxies when it is calculated using the B-band luminosities. Such overestimation on the stellar mass of low-mass galaxies could affect strongly the slope of the baryonic Tully-Fisher relation, adding a “band-dependence effect”.

3.3 The baryonic TF relation

In Fig. 3 (right panel), we plot the baryonic TF relation for GHASP (filled circles). Dashed lines represent the least-square bisector fit and a dispersion of 1σ on the data.

$$M_{bar} = (3.10 \pm 0.54)V_{max}^{(3.25 \pm 0.23)} \quad (18)$$

In this plot, the stellar mass was estimated from B&J. The slope of the baryonic TF that we derive for the GHASP sample is 3.25 ± 0.23 . As done for the stellar mass TF relation, we obtained the slope and zero point of the baryonic TF relation when the stellar mass was calculated using B&J, BE, PO and MG. These values are listed in Table 4, where α and β correspond to the zero points and slopes, respectively. We note that in Table 4 we have included the resulting slopes and zero points obtained when H₂ mass is included in the baryonic budget. We found that the slope of the baryonic TF relation, when H₂ is included, does not change significantly and we have included its value in this paper just for comparison.

We used the observed HI mass in order to estimate the baryonic mass for GHASP galaxies, moreover, the total mass obtained using the predicted HI mass is in perfect agreement with the slope of the observed baryonic TF relation. As we shown in Fig. 1, there is a small difference between observed and predicted HI masses, however, the HI mass derived from the morphological type and optical luminosity seems to be a good indicator of the actual HI content of a field galaxy, as was noted by Haynes & Giovanelli (1984).

In Table 4 we also list the fit parameters for the baryonic Tully-Fisher relation when the stellar masses were derived from the B-band luminosities (and gaseous mass was corrected by H₂ gas). In this case, the slope is more shallower than in the case when stellar masses are computed from the K-band luminosities, having a value of $\alpha = 3.06 \pm 0.23$.

In Fig. 5 (left panel), we show that, even with some scatter in the relation, the baryonic mass M_b grows almost linearly with the optical galactic radius R_{25} in log units ($\log M_b = \gamma \log(R_{25}) + \log(\eta)$). We used a bisector least square fit to obtain the dependence between these parameters. We found $M_b = (7.83 \pm 0.14)R_{25}^{(2.60 \pm 0.14)}$, where $\log(\eta) = 7.83 \pm 0.14$. That results suggest that the baryonic mass density, defined by $\Sigma_b = M_b/R_{25}^2$, depends weakly on the size of the galaxies. More precisely, $\Sigma_b \sim a\sqrt{R_{25}}$.

3.4 Testing the slope cases of the baryonic Tully-Fisher relation

If we choose one of the highest slopes found in the literature, i.e. ~ 4 (McGaugh 2005), we may quantify the mass and maximum rotational velocities that GHASP galaxies should have to lie on the baryonic TF relation. We found that 13% (34% and 50%) of GHASP galaxies should have masses five (three and two) times higher than their actual mass to lie on the baryonic TF. We also found that high mass galaxies should have rotational velocities much lower than actual values.

A source of error in the baryonic TF relation could be related to the inclination of the galaxies. Indeed, a way to reach the TF relation is to modify the rotation velocity for a given baryonic mass. The rotation velocity could be increased (up to infinity) by lowering the inclination of the galaxy (down to zero) and reciprocally decreased (but not down to zero) by increasing the inclination (up to edge-on, 90°). We found that 34% of the GHASP sample (16 galaxies) can not reach that relation, whatever the inclination chosen. These galaxies are arbitrary staked to 95° in Fig. 5 (middle panel). In average, GHASP galaxies should have higher inclinations than actual values to lie on the relation

GHASP: The baryonic Tully-Fisher relation for field galaxies 5

Table 1. Main parameters of the GHASP sample

Galaxy	M _H mag	M _K mag	V _{max} km s ⁻¹	B-V mag	$\Upsilon_K^{B\&J}$	Υ_K^{BE}	Υ_K^{PO}	log M _★ ^{B&J} M _☉	log M _★ ^{BE} M _☉	log M _★ ^{PO} M _☉	log M _{gas} M _☉	log M _b M _☉
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)
UGC89	-24.90	-25.20	343±117	0.73	0.60	0.78	0.95	11.22	11.34	11.42	10.25	11.27
UGC763	-20.54	-20.74	104±11	0.38	0.36	0.70	0.53	9.21	9.50	9.38	9.51	9.69
UGC1256	-20.30	-20.43	105±9	0.42	0.38	0.71	0.57	9.12	9.39	9.29	9.51	9.66
UGC1317	-24.44	-24.69	205±9	0.63	0.52	0.76	0.81	10.96	11.12	11.15	10.64	11.13
UGC1437	-24.42	-24.73	218±15	0.50	0.43	0.73	0.65	10.89	11.12	11.07	10.46	11.03
UGC2503	-24.43	-24.66	285±12	0.68	0.57	0.77	0.88	10.98	11.11	11.17	10.44	11.09
UGC3334	-25.61	-25.89	377±85	0.56	0.47	0.74	0.72	11.40	11.59	11.58	10.90	11.51
UGC3429	-23.89	-24.23	322±30	0.67	0.56	0.77	0.87	10.80	10.94	10.99	10.21	10.90
UGC3709	-24.33	-24.65	241±14	0.58	0.49	0.75	0.74	10.91	11.10	11.10	10.02	10.96
UGC3740	-21.64	-21.97	87±20	0.38	0.36	0.70	0.53	9.71	10.00	9.88	9.39	9.88
UGC4256	-24.26	-24.57	123±59	0.50	0.43	0.73	0.64	10.82	11.05	11.00	10.36	10.95
UGC4274	-19.68	-19.88	102±57	0.57	0.48	0.74	0.73	8.99	9.19	9.18	8.44	9.10
UGC4305	-17.54	-17.70	48 ±28	0.37	0.35	0.70	0.52	7.99	8.29	8.16	8.90	8.95
UGC4820	-23.76	-24.10	336±20	0.83	0.70	0.80	1.13	10.85	10.91	11.06	9.74	10.89
UGC5351	-22.35	-22.58	135±8	0.57	0.48	0.74	0.73	10.08	10.27	10.26	9.42	10.16
UGC5982	-22.45	-22.66	199±13	0.57	0.48	0.74	0.73	10.11	10.30	10.29	9.85	10.30
UGC6118	-22.93	-23.22	137±24	0.67	0.56	0.77	0.87	10.40	10.54	10.59	9.50	10.45
UGC6521	-23.95	-24.18	249±18	0.50	0.43	0.73	0.65	10.67	10.90	10.85	10.44	10.87
UGC6537	-22.63	-22.79	187±17	0.44	0.39	0.71	0.58	10.07	10.33	10.24	9.90	10.30
UGC6702	-23.54	-23.91	195±23	0.61	0.50	0.75	0.77	10.63	10.80	10.82	9.99	10.72
UGC7045	-21.98	-22.19	160±9	0.66	0.54	0.76	0.84	9.98	10.12	10.17	9.44	10.09
UGC7831	-20.61	-20.77	92 ±15	0.47	0.41	0.72	0.61	9.29	9.53	9.46	9.08	9.50
UGC7901	-23.31	-23.53	215±10	0.51	0.43	0.73	0.65	10.41	10.64	10.59	9.86	10.52
UGC8403	-20.90	-21.07	128±10	0.40	0.37	0.71	0.55	9.36	9.64	9.53	9.72	9.88
UGC8490	-18.09	-18.28	90 ±29	0.35	0.35	0.69	0.51	8.21	8.52	8.38	8.84	8.93
UGC8863	-23.48	-23.69	191±13	0.79	0.67	0.80	1.06	10.67	10.74	10.87	9.94	10.74
UGC8900	-24.60	-24.87	345±37	0.52	0.44	0.73	0.67	10.96	11.18	11.14	10.54	11.10
UGC9366	-24.74	-24.98	241±9	0.57	0.48	0.74	0.73	11.04	11.23	11.22	10.43	11.13
UGC9576	-21.00	-21.15	104±25	0.51	0.44	0.73	0.66	9.46	9.69	9.64	9.81	9.97
UGC9736	-22.64	-22.90	192±16	0.60	0.50	0.75	0.76	10.22	10.40	10.41	10.03	10.44
UGC9753	-21.50	-21.69	138±9	0.54	0.46	0.74	0.70	9.70	9.91	9.88	9.69	9.99
UGC9969	-24.32	-24.52	311±9	0.68	0.57	0.77	0.88	10.92	11.06	11.12	10.71	11.13
UGC10075	-22.03	-22.25	168±9	0.49	0.42	0.72	0.63	9.89	10.12	10.07	9.85	10.17
UGC10470	-22.69	-22.92	164±39	0.55	0.47	0.74	0.71	10.20	10.40	10.38	9.78	10.34
UGC10521	-21.88	-22.08	124±9	0.45	0.40	0.72	0.59	9.80	10.05	9.97	9.61	10.01
UGC10897	-21.62	-21.84	113±56	0.47	0.41	0.72	0.61	9.71	9.96	9.89	9.39	9.88
UGC11012	-21.20	-21.37	117±9	0.56	0.47	0.74	0.72	9.58	9.78	9.77	9.28	9.76
UGC11218	-23.37	-23.60	185±9	0.51	0.44	0.73	0.66	10.45	10.67	10.63	9.96	10.57
UGC11283	-19.50	-19.52	173±73	0.49	0.43	0.73	0.64	8.80	9.03	8.98	9.59	9.65
UGC11300	-19.32	-19.41	112±9	0.46	0.41	0.72	0.61	8.74	8.98	8.91	9.14	9.28
UGC11470	-25.09	-25.36	380±40	0.65	0.54	0.76	0.83	11.24	11.39	11.43	9.97	11.26
UGC11872	-22.91	-23.13	183±12	0.70	0.58	0.77	0.91	10.38	10.50	10.57	9.63	10.45
UGC11914	-23.80	-24.03	285±26	0.79	0.67	0.80	1.06	10.80	10.88	11.00	9.59	10.83
UGC12276	-23.55	-23.78	94 ±37	0.74	0.62	0.78	0.97	10.67	10.77	10.86	10.02	10.75
UGC12343	-23.74	-23.96	221±14	0.60	0.50	0.75	0.77	10.65	10.82	10.83	10.23	10.79
UGC12754	-19.64	-19.89	123±11	0.41	0.38	0.71	0.56	8.90	9.17	9.07	9.18	9.36

Column (1): Galaxy identification. Column (2): H-band absolute magnitude. Column (3): K-band absolute magnitude. Column (4): Maximum rotational velocity. V_{max} values were taken from Epinat et al. (2008b). Column (5): Colors B-V taken from HyperLeda. Columns (6), (7) and (8) list the mass-to-light ratios calculated from B&J, BE and PO, respectively. In columns (9), (10) and (11) we list the stellar masses derived from B&J, BE and PO, respectively. Column (12) lists the HI masses, corrected by helium and metals. Column (13) correspond to the baryonic mass (M_★+M_{gas}) where M_★ was calculated using B&J.

of slope 4. Taking into account that: i) almost one galaxy over three can not lie on the plot and ii) the error bars in about 50% of the remaining galaxies are too small to reach higher inclinations, we exclude an error in the inclination as a factor affecting the rotational velocities of the GHASP sample.

We also fixed the Υ_* to 0.6, 1.0, 1.5 and 2.0. We have

performed this exercise just to examine the behavior of the slope of the baryonic TF relation. The slopes that we obtain using these values span from 3.21±0.24 to 3.51±0.25. As expected, higher Υ_* results in higher slopes on the baryonic TF relation.

Assuming that the stellar masses derived from stellar population synthesis are good estimations, we have calcu-

6 *S. Torres-Flores et al.*

Figure 2. H-band (left panel), K-band (right panel) Tully-Fisher relation for the GHASP sample. Dashed lines represent the least-square bisector fit and a dispersion of 1σ on the data, following $M_{H,K} = (\beta \pm \sigma_\beta) + (\alpha \pm \sigma_\alpha) \log V_{max}$.

Figure 3. Stellar (left panel) and baryonic (right panel) Tully-Fisher relation for the GHASP sample (filled dots). Dashed lines represent the least-square bisector fit and a dispersion of 1σ on the data. In the right panel, we have plotted the galaxies studied in McGaugh (2005).

lated the value of Υ_* that GHASP galaxies should have to lie on the relation defined in equation 17 and in the limiting cases given by the errors. Fig. 5 (right panel) is showing the resulting baryonic TF relation for the GHASP sample using the Υ_* defined above. Filled dots represent the case where all galaxies lie on the relation defined in equation 17. In this case, the gas component is significant for low-mass galaxies, increasing the scatter in the TF relation. Asterisks represent the lower baryonic mass that could be derived for the GHASP sample. Here, the mass of low-mass galaxies is strongly affected by the gaseous mass component. Some scatter in the TF relation is detected even in the high-mass regime. Finally, plus signs show upper limiting case, i. e.

equation 17 plus 1σ . As expected, while we increase Υ_* , we also increased the slope of the baryonic TF relation. In this case, stellar masses reach the highest value in this comparison. Due to this fact, the influence of the gaseous mass in the baryonic content is negligible, producing the smallest dispersion in this comparison.

3.5 Total mass versus baryonic mass

In Fig. 6 (left panel) we have plotted the baryonic mass versus the total mass (both computed at R_{25}). This plot shows explicitly the relation between the baryonic and the dark matter content. We fit an ordinary least square fit to the

GHASP: The baryonic Tully-Fisher relation for field galaxies 7

Figure 4. Stellar masses derived from B&J (black dots) and BE (red dots). In the X-axis masses were calculated using the K-band luminosities while in the Y-axis, stellar masses were calculated using the B-band luminosities. Black and red dashed lines are the least square fit on the data.

Table 2. H and K-band Tully-Fisher fit parameters

References	H-band	
	α	β
This work	-9.82 ± 0.55	-0.55 ± 1.28
Masters et al. (2008)	-9.02	0.06
	K-band	
	α	β
This work	-10.04 ± 0.57	-0.28 ± 1.32
Masters et al. (2008)	-10.02	2.37
Courteau et al. (2007)	-9.29	1.24
Karachentsev et al. (2002)	-9.02	...
Verheijen (2001)	-10.60	3.45
Rothberg et al. (2000)	-8.78	-1.22

Comparison between the Tully-Fisher fit parameters (slopes and zero points are represented by α and β , respectively) for this work and other studies available in the literature.

Table 3. Stellar Tully-Fisher fit parameters for the GHASP sample

Model	α	β
Bell & de Jong (2001)	4.06 ± 0.29	1.09 ± 0.67
McGaugh et al. (2000)	3.81 ± 0.28	1.87 ± 0.65
Bell et al. (2003)	3.86 ± 0.28	1.73 ± 0.65
Portinari et al. (2004)	4.09 ± 0.29	1.20 ± 0.68

Tully-Fisher fit parameters obtained from the ordinary least square bisector fit (slopes and zero points are represented by α and β , respectively).

data, obtaining $M_b = (0.11 \pm 0.16) M_{total}^{(1.04 \pm 0.05)}$. We found that the 1σ relation results in a total baryonic mass equal to the total mass at R_{25} .

Using the ratio $(M_T - M_{bar})/M_T$ at R_{25} , we have searched for some correlation between this parameter, which is an indicator of the dark matter content inside R_{25} , and the morphological type of galaxies. We found no correlation between these parameters. Interestingly, the mean value for this parameter is 0.69 with a standard deviation of 0.16. In this context, we found that, in average, the baryonic mass at R_{25} is about $\sim 30\%$ of the total mass of the galaxies. In Fig. 6 (central panel) we have added to the baryonic mass the missing mass component. Clearly, $\sim 70\%$ of the total mass represents the halo mass at R_{25} . We note that the low dispersion shown in the central panel of Fig. 6 is influenced by the large contribution of the total mass in the Y-axis. However, this large contribution is a good estimation of the dark matter content. If it is not the case, all galaxies will lie off the solid line shown in this plot.

In the right panel of Fig. 6, we plotted the baryonic mass versus the dark halo mass at R_{25} , defined as the total mass at this radius minus the baryonic mass (we removed two objects for which $M_b > M_{total}$). Red, blue and black filled dots represent galaxies with morphological types between $1 \leq T < 4$, $4 < T < 6$ and $6 \leq T < 10$, respectively. We fitted a least square bisector fit to the data, obtaining a slope of 1.10 ± 0.08 (black dashed line). Late-type galaxies (morphological types Scd, Sd, Sdm, Sm and Irr) show large dark halo masses for their baryonic masses or low baryonic masses for their dark halo. High-mass early-types spirals (morphological types Sa, Sab and Sb) have larger halo masses than late-type objects. The scatter shown by galaxies at the high mass regime with respect to the least square bisector fit is smaller than the dispersion shown for the late-type galaxies.

In Fig. 7 (left panel) we have plotted the ratio between the total mass and the K-band luminosity versus Υ_* , derived from B&J stellar populations models. In the middle panel we have plotted also the maximum rotational velocity versus Υ_* . Finally, in the right panel we plot the total-baryonic mass ratio at R_{25} versus the morphological type. We note that there is no connection in the computation of the total mass-K-band luminosity ratio and Υ_* . Total mass is calculated from the maximum rotational velocity and R_{25} , while the K-band luminosity is directly obtained from the apparent magnitude and the distance to the galaxy. On the other hand, Υ_* is obtained from optical colors, therefore, values plotted in left panel of Fig. 7 are independent each other. The same happens for the maximum rotational velocity and Υ_* . Clearly, the computation of the total-to-baryonic mass ratio at R_{25} is not depending explicitly on the morphological type of galaxies. We found that galaxies having a high contribution of the dark halo in the total mass (at least at R_{25}) have the lowest Υ_* . These results are in agreement when Υ_* is compared with the maximum rotational velocity. Low-mass galaxies show low values for Υ_* . We also note that high-mass galaxies have higher values of Υ_* than low-mass objects. Interestingly, high-mass galaxies show a low total-to-baryonic mass ratio, in contrast with low mass galaxies. This is confirmed in the right panel of Fig. 7. The dark halo has a larger contribution to the total mass in late-type spirals (or the contribution of the baryonic mass is less im-

8 *S. Torres-Flores et al.*

Figure 5. Left panel: Morphological inclination versus the inclination that GHASP galaxies should have to lie on the baryonic TF relation of slope 4. For 21 galaxies it was not possible to compute an inclination and therefore these galaxies are not plotted in this figure. Center panel: Limiting cases in the baryonic Tully-Fisher for GHASP. Right panel: correlation between the baryonic mass and R_{25}

Figure 6. Comparison between baryonic and dynamical mass at R_{25} . Left panel: Correlation between the baryonic and total mass. Dashed line represent a bisector least square fit. Central panel: Baryonic mass corrected by the dark halo versus the total mass. Right panel: Baryonic mass versus dark halo mass (total mass minus baryonic mass). Early-types galaxies with morphological types between $1 \leq T < 4$ are symbolized by red dots. Blue dots represent galaxies with types $4 \leq T < 6$. Black dots symbolized late-type galaxies with morphological types $6 \leq T < 10$. Continuous and dashed black lines represent the equal mass relation and the bisector least square fit.

portant) than in early-type spirals. When the H_2 is taken into account (red stars), the trend is the same.

4 DISCUSSION

4.1 The slope of the baryonic Tully-Fisher relation

In this paper, we have estimated $\Upsilon_{\star}$ for field galaxies using the usual recipes given in B&J, BE and PO. We used these values to compute their stellar and baryonic masses. We found that the slope of the stellar and baryonic TF relation does not change significantly, whatever of these methods are used. We obtain similar results when we fixed the $\Upsilon_{\star}$ to 0.8 (MG). Table 4 summarizes the different slopes of the baryonic TF relation from different authors using different $\Upsilon_{\star}$ and gas masses. In column 1, this table gives the method

used to estimate the $\Upsilon_{\star}$ (BJ01, B03, P04 and MG). Column 2 presents the different samples of galaxies and their references with the resulting slopes and zero points (columns 3 and 4, respectively) using the methods listed in column 1. We compute the results obtained for the GHASP sample for all $\Upsilon_{\star}$ estimators (and also when the H_2 was included in the gaseous mass). We note in column 5 and 6 what kind of rotation curve has been used (derived from HI or H data) and how the gas mass was estimated (atomic or atomic plus molecular gas).

In the next sections, we are comparing different slopes of the baryonic TF relation listed in Table 4. Except Kassian et al. (2006), who estimated the maximum rotational velocity from H data, all the others studies compute the maximum rotational velocity using HI data. In this context, the use of rotation curves derived from H data is more accurate. Beside the different models to compute the stellar mass,

GHASP: The baryonic Tully-Fisher relation for field galaxies 9

Figure 7. Left panel: Ratio between the total mass and the L_K luminosity versus Σ_* . Middle panel: Maximum rotation velocity versus Σ_* . Right panel: Total-to-baryonic mass ratio versus morphological type. Filled dots represent the gaseous mass used in this work. Red stars represent the gaseous mass corrected by H_2 . The least square fit for both approach is shown by dashed lines.

Table 4. Fits parameters of the baryonic Tully-Fisher relation

Model	Authors	Coefficients		RC	Gas mass
		α	β		
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
BJ01	GHASP sample (this work, L_K)	3.25 ± 0.23	3.10	H α	HI+He
	GHASP sample (this work, L_K, H_2)	3.38 ± 0.25	2.94	H α	HI+He+H $_2$
	GHASP sample (this work, L_B, H_2)	3.06 ± 0.23	3.71	H α	HI+He+H $_2$
	Bell & de Jong (2001)	3.53 ± 0.20	2.73	HI	HI+He
	Avila-Reese et al. (2008) ^a	3.15 ± 0.01	3.59	HI	HI+He+H $_2$
	De Rijcke et al. (2007)	3.15 ± 0.07	3.25	HI	HI+He
	Kassin et al. (2006) ^a	3.40 ± 0.30	2.87	H α	HI+He
B03	Meyer et al. (2008)	4.35 ± 0.14	2.20	HI	HI+He+H $_2$
	GHASP sample (this work, L_K)	3.29 ± 0.24	3.14	H α	HI+He
	GHASP sample (this work, L_K, H_2)	3.39 ± 0.25	3.02	H α	HI+He+H $_2$
	GHASP sample (this work, L_B, H_2)	3.05 ± 0.23	3.74	H α	HI+He+H $_2$
	McGaugh (2005)	3.19 ± 0.14	3.23	HI	HI+He
	Stark et al. (2009)	3.93 ± 0.07	1.78	HI	HI+He
	Kassin et al. (2006)	3.40 ± 0.30	2.87	HI	HI+He
P04	Avila-Reese et al. (2008)	3.15 ± 0.01	3.59	HI	HI+He+H $_2$
	Geha et al. (2006)	3.70 ± 0.15		HI	HI+He
	GHASP sample (this work, L_K)	3.41 ± 0.24	2.88	H α	HI+He
M00	GHASP sample (this work, L_K, H_2)	3.49 ± 0.25	2.80	H α	HI+He+H $_2$
	Stark et al. (2009)	3.94 ± 0.07	1.79	HI	HI+He
	GHASP sample (this work, L_K)	3.29 ± 0.24	3.18	H α	HI+He
M00	GHASP sample (this work, L_K, H_2)	3.39 ± 0.25	3.06	H α	HI+He+H $_2$
	McGaugh et al. (2000)	3.98 ± 0.12	1.57	HI	HI+He
	Noordermeer & Verheijen (2007)	3.36	2.14	HI	HI+He
	Pfenniger & Revaz (2005)	3.36 ± 0.10	3.11	HI	HI+He

Notes. ^a: Stellar mass estimated from B&J and BE. Coefficients follow $M_{bar} = (\beta \pm \sigma_\beta) V_{max}^{(\alpha \pm \sigma_\alpha)}$, where $(\beta \pm \sigma_\beta)$ is expressed in decimal logarithm units.

the main difference between all the studies comes from the sample they used. B&J used data from cluster galaxies in Ursa Major. Avila-Reese et al. (2008) based their study on a compilation of samples (Zavala et al. 2003) including mostly high surface brightness and late-type disk galaxies complemented with low surface brightness galaxies compiled from

the literature. De Rijcke et al. (2007) used dwarf ellipticals galaxies mostly located in groups and clusters and complemented this sample with spirals coming from the study of Tully & Pierce (2000), McGaugh (2005) and Geha et al. (2006). Meyer et al. (2008) used the HIPASS catalog plus 2MASS photometry for a large spectrum of morphological

10 *S. Torres-Flores et al.*

types. Noordermeer et al. (2007) used a sample including massive disk galaxies from the WHISP survey. McGaugh (2005) used a compilation from Sanders & McGaugh (2002), combining late-type galaxies with maximum rotational velocities ranging from 20 to 300 km s⁻¹.

McGaugh (2005) estimated Υ_* , in the B-band, using a maximum disk model, stellar population synthesis models and the mass discrepancy-acceleration relation. Considering these stellar mass-to-light ratios, McGaugh (2005) searched for a slope that minimized the scatter in the baryonic TF relation. The minimum scatter in the baryonic TF relation was obtained using Υ_* coming from the mass discrepancy-acceleration relation. These authors give a slope of ~ 4 (empty triangles in the bottom right panel of Fig. 3). Using the recipe of Bell et al. (2003) to estimate stellar masses (with a Kroupa IMF), Geha et al. (2006) found a slope of 3.70 ± 0.15 . Using a fixed mass-to-light ratio for a specific band, MG found a slope of ~ 4 for the baryonic TF relation using galaxies having rotational velocities between $30 \leq V_{rot} \leq 300$ km s⁻¹. Stark et al. (2009) and Trachternach et al. (2009) used stellar population synthesis models and obtained a slope of ~ 4 .

Using the method given in B&J for the stellar mass determination, the GHASP slope of the baryonic Tully-Fisher relation, i.e. $\alpha = 3.25 \pm 0.23$, is shallower than the slope that these authors derived for a sample of galaxies in the Ursa Major cluster: 3.5 ± 0.2 . The slope for the GHASP sample is also shallower than the slope presented by McGaugh (2005) no matter if we use different methods to obtain Υ_* (B&J, MG, BE and PO). In spite of McGaugh (2005) used a different estimator of Υ_* , McGaugh (2004) found an excellent agreement between estimating the Υ_* ratio using the mass discrepancy-acceleration and stellar populations.

All these studied listed above show a slope steeper than the slope found for the GHASP sample (see Table 4). Despite these facts, GHASP galaxies should increase (or decrease) its baryonic masses, rotational velocities and inclinations in several times the actual values to reach a steeper slope, as we shown in §3.4. Therefore, results difficult to reconcile GHASP results with a steeper slope, even if we take into account the H₂ masses.

On the other hand, De Rijcke et al. (2007) found a slope of 3.15 ± 0.07 for the baryonic TF relation for sample of early and late-type galaxies. McGaugh (2005) found a similar slope of $\alpha = 3.19 \pm 0.14$ when he derived stellar masses using stellar population synthesis models of Bell et al. (2003). Fixing the Υ_* to 0.8, Noordermeer & Verheijen (2007) found slopes ranging from 3.04 ± 0.08 to 3.38 ± 0.10 , depending of the adopted rotational velocity. Kassin et al. (2006) found slopes of 3.3 ± 0.3 and 3.1 ± 0.3 , also depending in the adopted rotational velocity. These values are in excellent agreement with the results shown in this paper.

As we note in §2.3, there is no clear consensus in the literature about the correlation that should exist between dynamical and stellar populations synthesis estimations of Υ_* . While Barnes et al. (2004) did not find a good agreement between these values, de Blok et al. (2008) and Williams et al. (2009) found good correlations between these estimations. Williams et al. (2009) found a median Υ_* of 1.09 in the K-band. We have fixed the Υ_* to 1 to obtain the slope of the baryonic TF relation and we found a slope of 3.35 ± 0.24 . Again, this value is in good agreement with all the estima-

tions of the slope using stellar population models, but now assuming a Υ_* derived from a dynamical analysis.

4.2 Υ_* and its implications on the baryonic Tully-Fisher relation

The slope of the baryonic TF relation is a test for galaxy formation models. Fig. 6 illustrates that a steeper slope could produce high-mass galaxies with a baryonic mass equal to the total mass at a given radius. This was proposed by Milgrom (1983). In MOND no dark matter will be necessary to explain the rotation curves of galaxies. This issue has been recently reviewed by McGaugh (2005), who used the mass acceleration-discrepancy relation to explain the resulting slope of baryonic TF relation.

In the case of GHASP galaxies, in average, only $\sim 30\%$ of its total mass at R₂₅ correspond to visible baryonic mass, making necessary the presence of an additional mass to explain the total mass of the galaxies. In this sense, $\sim 70\%$ of the total mass correspond to dark matter inside R₂₅ (as we shown in the middle panel of Fig. 6). This result supports the CDM models, that assume an equal baryon to dark matter ratio at all masses (Mo et al. 1998). It is interesting to note that the scaling on the total mass shown in the middle panel of Fig. 6 is a good approximation of the dark matter content of GHASP galaxies. If dark matter is coupled with some baryonic mass component of galaxies is an open question. Pfenniger, Combes & Martinet (1994) suggest that cold molecular gas could explain the dark matter content in galaxies. Hoekstra et al. (2001) have used a scaling in the neutral hydrogen of galaxies to explain the dark matter in spiral galaxies. In the case of GHASP sample, the main limitation to do this kind of analysis is the coverage in radius of the rotation curve, i. e. most of the H rotation curves just reach the optical radius of galaxies. However, the fact that the dark matter inside R₂₅ seems to be a scaling factor of the total mass is a interesting issue to have in mind in future works.

In Figs. 5 (right panel), 6 and 7 we have shown relations between the total and baryonic masses and how these values are related with radius and Υ_* . As expected, we found that larger galaxies have large amounts of baryonic matter, as was also found by Kassin et al. (2006), suggesting that the baryonic mass density (Σ_b) is weakly depending on the size of the galaxies.

An important issue related to the Tully-Fisher relation is the photometric band that is used in its construction. B&J found that the stellar and/or baryonic Tully-Fisher relations are independent of the passband used. This result is expected and very important, because we want to consider the total mass of a galaxy in the baryonic mass budget. However, in our case, we found a difference in the slope of the baryonic Tully-Fisher relation when the stellar mass is calculated from B or K-band luminosities. A possible explanation for that difference could come from the luminosities. In the case of the K-band, we have used the total magnitude at the isophote of 20 mag arcsec², while in the case of the B-band, we have used the total magnitude reduced to the RC3 system (from HyperLeda). However, we have used a Kron elliptical aperture magnitude to estimate the K-band luminosities. In that case, the slope of the baryonic Tully-Fisher relation is slightly shallower than using the luminosities at

GHASP: The baryonic Tully-Fisher relation for field galaxies 11

the isophote 20 mag arcsec² by ~ 0.04 . However, we note that the errors in our determination of the different slopes can reconcile in part this difference.

4.3 Cosmological predictions of the baryonic Tully-Fisher relation

In the past years, several studies have devoted to study the Tully-Fisher relation using cosmological simulations (e.g. Bullock et al. 2001, Governato et al. 2007, Portinari & Sommer-Larsen 2007 and Piontek & Steinmetz 2009). These authors found slopes shallower than 4 for the baryonic TF relation. For instance, Bullock et al. (2001) found a slope of 3.40 ± 0.05 and Steinmetz & Navarro (1999) suggest a slope of 3 in the standard CDM universe. Portinari & Sommer-Larsen (2007) found an excellent agreement between its predicted baryonic TF relation and the relation obtained for McGaugh (2005) using stellar populations. In that context, our slope $\alpha = 3.25 \pm 0.23$ (K-band derived) and $\alpha = 3.06 \pm 0.23$ (B-band derived) are in agreement with the results shown by Portinari & Sommer-Larsen and also in agreement with the prediction of current cosmology. We note that the slope of the baryonic TF for the GHASP sample is also in agreement with the value expected from the virial theorem: $M_{vir} \propto V_{vir}^3$.

Several authors have suggested that low-mass galaxies could have higher ratios of dark-to-luminous ratios (Tinsley 1981, Persic, Salucci & Stel 1996, Côté, Carignan, & Freeman 2000). Some of the physical process associated with that phenomena could be supernova feedback (van den Bosch 2000) and ram pressure stripping of gas (Mori & Burkert 2000). Using Υ_* and morphological types, we have shown that late-type spirals in the GHASP sample have higher total-to-baryonic masses than early-type galaxies, in full agreement with the results obtained from N-body simulations (Navarro, Eke & Frenk 1996). This result is still valid when H_2 gas mass is included in the baryonic mass (right panel of Fig. 7).

5 CONCLUSION

Using 2MASS photometry and rotation curves derived from 2D velocity fields we present, for the first time, the H, K-band, stellar and baryonic TF relation for the GHASP sample. The slope and zero-points for the H and K-band relations for the GHASP sample are in agreement with previous results for other field samples. From this, we conclude that the GHASP sample can be used as a control sample for other studies. We used several stellar populations synthesis models to estimate Υ_* and subsequently the slope of the stellar and baryonic Tully-Fisher relations. We found that whatever model is used to estimate Υ_* , the slope of the baryonic Tully-Fisher relation does not change significantly. Using optical sizes of GHASP galaxies, we found that the baryonic mass density seems to be constant, independent of the size of the galaxies. We also found that late-type spiral galaxies present higher total-to-baryonic mass ratios, in agreement with previous observations and cold dark matter simulations. In that case, the internal feedback (coming from supernova for example) is an important phenomenon that must be taken into

account. Finally, we found that our results support the cold dark matter galaxy formation model.

ACKNOWLEDGMENTS

This publication makes use of data products from the Two Micron All Sky Survey, which is a joint project of the University of Massachusetts and the Infrared Processing and Analysis Center/California Institute of Technology, funded by the National Aeronautics and Space Administration and the National Science Foundation. S. T-F. acknowledges the financial support of FAPESP through the Doctoral position, under contract 2007/07973-3. S. T-F also acknowledges the financial support of EGIDE through an Eiffel scholarship. CMdO acknowledges support from FAPESP (2006/56213-9) and CNPq. HP acknowledges financial support from CNPq (201600/2009-9). We also acknowledge the usage of the HyperLeda database (<http://leda.univ-lyon1.fr>)

REFERENCES

- Avila-Reese, V., Zavala, J., Firmani, C., Hernández-Toledo, H. M. 2008, AJ, 136, 1340
- Barnes, E. I., Sellwood, J. A., Kosowsky, A. 2004, AJ, 128, 2724
- Bell, E. F., & de Jong, R. S. 2001, ApJ, 550, 212
- Bell, E. F., McIntosh, D. H., Katz, N., & Weinberg, M. D. 2003, ApJS, 149, 289
- Bullock, J. S., Kolatt, T. S., Sigad, Y., Somerville, R. S., Kravtsov, A. V., Klypin, A. A., Primack, J. R., Dekel, A. 2001, MNRAS, 321, 559
- Carignan, C., Freeman, K. C. 1985, ApJ, 294, 494
- Côté, S., Carignan, C., Freeman, K. C. 2000, AJ, 120, 3027
- Courteau, S., Dutton, A. A., van den Bosch, F. C., MacArthur, L. A., Dekel, A., McIntosh, D. H., Dale, D. A. 2007, ApJ, 671, 203
- de Blok, W. J. G., Walter, F., Brinks, E., Trachternach, C., Oh, S.-H., Kennicutt, R. C. 2008, AJ, 136, 2648
- De Rijcke, S., Zeilinger, W. W., Hau, G. K. T., Prugniel, P., Dejonghe, H. 2007, ApJ, 659, 1172
- Epinat, B., Amram, P., Marcelin, M. 2008b, MNRAS, 390, 466
- Freeman, K. C. 1970, ApJ, 160, 811
- Geha, M., Blanton, M. R., Masjedi, M., West, A. A. 2006, ApJ, 653, 240
- Governato, F., Willman, B., Mayer, L., Brooks, A., Stinson, G., Valenzuela, O., Wadsley, J., Quinn, T. 2007, MNRAS, 374, 1479
- Haynes, M. P., Giovanelli, R. 1984, AJ, 89, 758
- Hoekstra, H., van Albada, T. S., Sancisi, R. 2001, MNRAS, 323, 453
- Kassin, S. A., de Jong, R. S., Weiner, B. J. 2006, ApJ, 643, 804
- Lequeux, J. 1983, A&A, 125, 394
- Masters, K. L., Springob, C. M., Huchra, J. P. 2008, AJ, 135, 1738
- McGaugh, S. S. 2005, ApJ, 632, 859
- McGaugh, S. S., 2004, ApJ, 609, 652
- McGaugh, S. S., Schombert, J. M., Bothun, G. D., & de Blok, W. J. G. 2000, ApJ, 533, L99

12 *S. Torres-Flores et al.*

- McGaugh, S. S., de Blok, W. J. G. 1997, *ApJ*, 481, 689
- Meyer, M. J., Zwaan, M. A., Webster, R. L., Schneider, S., Staveley-Smith, L. 2008, *MNRAS*, 391, 1712
- Milgrom, M. 1983, *ApJ*, 270, 371
- Mo, H. J., Mao, S., White, S. D. M. 1998, *MNRAS*, 295, 319
- Mori, M., Burkert, A. 2000, *ApJ*, 538, 559
- Navarro, J. F., Eke, V. R., Frenk, C. S. 1996, *MNRAS*, 283L, 72
- Noordermeer, E., Verheijen, M. A. W. 2007, *MNRAS*, 381, 1463
- Paturel G., Petit C., Prugniel P., Theureau G., Rousseau J., Brouty M., Dubois P., Cambrsy L., 2003, *A&A*, 412, 45
- Pfenniger, D., Revaz, Y. 2005, *A&A*, 431, 511
- Pfenniger, D., Combes, F., Martinet, L. 1994, *A&A*, 285, 79
- Persic, M. Salucci, P., Stel, F. 1996, *MNRAS*, 281, 27
- Pierce, M. J. & Tully, R. B. 1988, *ApJ*, 330, 579
- Piontek, F., Steinmetz, M. 2009, *arXiv0909.4167*
- Portinari, L., Sommer-Larsen, J. 2007, *MNRAS*, 375, 913
- Portinari, L., Sommer-Larsen, J., & Tantalo, R. 2004, *MNRAS*, 347, 691
- Puech, M., Flores, H., Hammer, F., Yang, Y., Neichel, B., Lehnert, M., Chemin, L., Nesvadba, N., Epinat, B., Amram, P., Balkowski, C., Cesarsky, C., Dannerbauer, H., di Serego Alighieri, S., Fuentes-Carrera, I., Guiderdoni, B., Kembhavi, A., Liang, Y. C., Ostlin, G., Pozzetti, L., Ravikumar, C. D., Rawat, A., Vergani, D., Vernet, J., Wozniak, H. 2008, *A&A*, 484, 173
- Sanders, R. H., & McGaugh, S. S. 2002, *ARA&A*, 40, 263
- Schlegel, D.J., Finkbeiner, D.P., & Davis, M. 1998, *ApJ* 500, 525
- Spano, M., Marcelin, M., Amram, P., Carignan, C., Epinat, B., Hernandez, O. 2008, *MNRAS*, 383, 297
- Stark, D. V., McGaugh, S. S., Swaters, R. A. 2009, *AJ*, 138, 392
- Steinmetz, M., Navarro, J. F. 1999, *ApJ*, 513, 555
- Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., Weinberg, M. D., Schneider, S., Carpenter, J. M., Beichman, C., Capps, R., Chester, T., Elias, J., Huchra, J., Liebert, J., Lonsdale, C., Monet, D. G., Price, S., Seitzer, P., Jarrett, T., Kirkpatrick, J. D., Gizis, J. E., Howard, E., Evans, T., Fowler, J., Fullmer, L., Hurt, R., Light, R., Kopan, E. L., Marsh, K. A., McCallon, H. L., Tam, R., Van Dyk, S., Wheelock, S. 2006, *AJ*, 131, 1163
- Tinsley, B. M. 1981, *MNRAS*, 194, 63
- Torres-Flores, S., Mendes de Oliveira, C., Amram, P., Plana, H., Epinat, B., Carignan, C. & Balkowski, C. 2010a, *A&A*, in press, *arXiv1003.0345*
- Torres-Flores, S. et al. 2010c, in preparation.
- Torres-Flores, S., Mendes de Oliveira, C., de Mello, D. F., Amram, P., Plana, H., Epinat, B. & Iglesias-Pramo, J. 2009, *A&A*, 507, 723
- Trachternach, C., de Blok, W. J. G., McGaugh, S. S., van der Hulst, J. M., Dettmar, R. -J. 2009, *A&A*, 505, 577
- Tully, R. B. & Fisher, J. R. 1977, *A&A*, 54, 661
- Tully, R. B. & Pierce, M. J. 2000, *ApJ*, 533, 744
- van den Bosch, F. C. 2000, *ApJ*, 530, 177
- Verdes-Montenegro, L.; Yun, M. S., Williams, B. A., Huchtmeier, W. K., Del Olmo, A., Perea, J. 2001, *A&A*, 377, 812
- Verheijen, M. A. W. 2001, *ApJ*, 563, 694
- Williams, M. J., Bureau, M., Cappellari, M. 2009, *MNRAS*, 400, 1665
- Young, J. S., Knezek, P. M. 1989, *ApJ*, 347, L55
- Zavala, J., Avila-Reese, V., Hernandez-Toledo, H., Firmani, C. 2003, *A&A*, 412, 633

The K-band, stellar and baryonic Tully-Fisher relation for Hickson compact group galaxies

No presente capítulo é apresentado o artigo que leva o título “The K-band, stellar and baryonic Tully-Fisher relation for Hickson compact group galaxies”. Este artigo apresenta a relação de Tully-Fisher infravermelha, estelar e bariônica para a amostra de grupos compactos estudada nesta tese, além das galáxias já estudadas por Mendes de Oliveira et al. (2003). Ele foi submetido à revista *Astrophysical Journal*. A informação nele contida corresponde a uma parte do Capítulo 4 desta tese.

Submitted to ApJ

The K-band, stellar and baryonic Tully-Fisher relation for Hickson compact group galaxies

S. Torres-Flores^{1,2}, C. Mendes de Oliveira¹, H. Plana^{2,3}, P. Amram², B. Epinat⁴

storres@astro.iag.usp.br

ABSTRACT

We used K-band photometry, maximum rotational velocities derived from Fabry-Perot data and HI observed and predicted masses to study the K-band, stellar and baryonic Tully-Fisher relations for galaxies in Hickson compact groups. We compared these relations with the ones defined for galaxies in less dense environments from the GHASP survey. We find that most of the Hickson compact group galaxies lie on the K-band Tully-Fisher relation defined by field galaxies. The stellar Tully-Fisher relation presents a similar dispersion to that of the K-band relation. The scatter in these relations can be reduced if the gaseous component is taken into account, i.e., if a baryonic Tully-Fisher relation is considered. Hickson compact group galaxies lie on the baryonic Tully-Fisher relation defined by GHASP galaxies with a few low-mass outliers, namely HCG 49b and HCG 96c. In order to explain the positions of these galaxies off the Tully-Fisher relation we favour a scenario in which their luminosities are brightened due to strong star formation or AGN activity (instead of an alternative scenario in which these galaxies have truncated halos). We argue that giant stars dominating the B and K-band luminosities affect the luminosity of HCG 49b and HCG 96c and in the case of the latter also AGN activity may affect the K-band magnitude considerably, without affecting their total masses.

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

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

³Laboratório de Astrofísica Teórica e Observacional, Universidade Estadual de Santa Cruz, Brazil

⁴Laboratoire d'Astrophysique de Toulouse-Tarbes, Université de Toulouse & CNRS, 14 Avenue Edouard Belin, 31400 Toulouse, France

– 2 –

Subject headings: galaxies: evolution, galaxies: halos, galaxies: interactions, galaxies: kinematics and dynamics

1. Introduction

There has been increased interest in the past years in the use of the Tully-Fisher relation (TF) as a means of quantifying galaxy evolution as a function of redshift. Given that it is well known that interactions are much more frequent in the distant universe than at present, one must understand the effects of the dense environments over the structure of nearby galaxies before attempting to understand evolutionary effects as a function of redshift.

A powerful way to analyze the Tully-Fisher relation is to take into account not only the stellar mass but also the gaseous mass of the galaxies and therefore to have an estimate of the total baryonic mass. This relation has been studied by several authors (McGaugh 2000, Bell et al. 2003b, Geha et al. 2006) and it has been shown to be very important in the determination of parameters such as the mass-to-light ratio for late-type galaxies (Bell & de Jong 2001).

In the last years, most of the studies of the baryonic Tully-Fisher relation (BTf) have focussed on dwarf galaxies, gas dominated and extremely low-mass systems (Geha et al. 2006, Stark et al. 2009 and Begum et al. 2008 respectively). No comparison between the BTf for field and interacting galaxies has been carried out. If tidal forces can remove some of the dark halo in interacting galaxies is still an open question.

Among the best places to study interacting galaxies are compact groups, where tidal encounters are common, due to the low velocity dispersion of the group and the high spatial density of the galaxies. In this paper we study for the first time the K-band, stellar and baryonic Tully-Fisher relations for a sample of compact group galaxies and compare them with the corresponding relations for galaxies in less dense environments.

As shown in Mendes de Oliveira et al. (2003) and Torres-Flores et al. (2010a), most of the HCG galaxies lie on the B-band TF relation, with a few low-mass outliers. The low-mass galaxies tend to present a low rotational velocity for their observed luminosity or a high luminosity for their observed rotational velocity. If included in the fits, these low-mass galaxies affect strongly the determination of the slope and zero-point of the TF relation.

In this paper we attempt to find possible explanations for the location of the outlying positions of the low-mass galaxies in the B-band compact group TF relation (Mendes de Oliveira et al. 2003 and Torres-Flores et al. 2010a). Studying the K-band, stellar and

– 3 –

baryonic Tully-Fisher relation we could investigate if the mass of the galaxies could be truncated due to interactions or if a burst of star formation could be strong enough to increase the luminosity of these objects, pushing them off the TF-relations. In order to carry out this analysis, we have used a sample of Hickson compact group galaxies for which rotation curves and photometry are available (Mendes de Oliveira et al. 2003 and Torres-Flores et al. 2010a). As control sample we have used a sample of non-interacting galaxies from the GHASP survey, for which the baryonic Tully-Fisher relation has been recently studied by Torres-Flores et al. (2010b). These authors found that the baryonic TF relation for GHASP sample is in agreement with cosmological predictions (e.g. Bullock et al. 2001, Governato et al. 2007, Portinari & Sommer-Larsen 2007 and Piontek & Steinmetz 2009). This paper is organized as follows. In §2 we present the data. In section §3 we present our results. In §4 we discuss our results and in §5 we give our conclusions.

2. Data

2.1. The sample

Our sample of Hickson compact group galaxies is composed of 36 galaxies studied by Mendes de Oliveira et al. (2003) and Torres-Flores et al. (2010a). These authors present the maximum rotational velocity for each galaxy. In both studies, rotation curves were derived from 2D velocity fields. The control sample used for this study are from the GHASP survey. (Epinat et al. 2008b). The main advantage of the GHASP survey is that it comprises a homogeneous selection of galaxies with Fabry-Perot observations. Recently, Torres-Flores et al. (2010b) studied the near infrared, stellar and baryonic Tully-Fisher relation for 46 galaxies of the GHASP sample. As we are interested in comparing the stellar and baryonic TF relations for galaxies in different environments, it is important to note that for both samples velocity fields are available for all objects and the samples were analyzed in the same way. In this sense, systematic errors should not affect our main results.

2.2. Photometry

We used the K-band magnitudes within the isophote of $20 \text{ mag arcsec}^{-1}$ (m_{K20}) from 2MASS (Skrutskie et al. 2006) for the HCG sample and we corrected these for Galactic extinction using the Schlegel maps (Schlegel et al. 1998). Extinction due to the inclinations were applied using the method given in Masters et al. (2003). k-corrections were also taken from that study. Absolute magnitudes were obtained using:

– 4 –

$$M_K = m_{K20} - 5 \times \log(D) - 25 \quad (1)$$

where $D = v_{vir}/H_0$. Here, v_{vir} corresponds to the heliocentric radial velocity of the galaxy, corrected for Local Group infall onto Virgo, from Hyperleda and $H_0=75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. For HCG 2a, we measured the K-band magnitude within the isophote of 20 mag arcsec $^{-1}$ using the task ELLIPSE in IRAF¹, finding that this object should be 0.77 magnitudes brighter than the value given in 2MASS. We also perform this comparison for other galaxies (in particular for HCG 49b and HCG 96c) and the values obtained using ELLIPSE were in perfect agreement with those given by 2MASS. In the following, we used the K-band magnitude of HCG 2a obtained from our analysis. Columns 1 and 2 in Table 1 list the name and K-band absolute magnitudes for the HCG galaxies.

Finally, K-band luminosities were estimated using

$$L_K = 10^{-0.4(M_K - 3.41)} \quad (2)$$

In the case of B-band luminosity, it was derived using:

$$L_B = 10^{-0.4(M_B - 5.49)} \quad (3)$$

where M_B was estimated as in Torres-Flores et al. (2010a).

2.3. Stellar masses

We estimated the stellar masses for the HCG galaxies following the stellar populations synthesis models given by Bell & de Jong (2001, B&J), Bell et al. (2003b, BE) and Portinari et al. (2004, PO) (equations 4, 5 and 6 respectively)². In this case, we use the colors B-R given in Hickson (1993).

$$M_{\star}^{B\&J} = 10^{-0.776 + 0.452(B-R)} L_K \quad (4)$$

¹IRAF 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.

²In the case of Portinari et al. (2004), we used a Salpeter IMF, with masses between 0.1 and 100 $M_{\odot}$.

– 5 –

$$M_{\star}^{BE} = 10^{-0.264+0.138(B-R)} L_K \quad (5)$$

$$M_{\star}^{PO} = 10^{0.510[(B-R)-1.000]-0.134} L_K \quad (6)$$

Stellar masses were also estimated using a fixed mass-to-light ratio following McGaugh et al. (2000, MG). These authors defined the mass-to-light ratio in the K-band as $\Upsilon_{\star}^K = 0.8M_{\odot}/L_{\odot}$. In this case, the stellar mass is simply:

$$M_{\star}^{MG} = \Upsilon_{\star} L \quad (7)$$

2.4. Baryonic masses

The mass of a galaxy is constituted of stars, HI gas, molecular gas and dark matter. In this context, the sum of the different gas masses to the stellar content corresponds to the baryonic matter. We have searched, in the literature, for individual HI measurements for the galaxies in this sample. Verdes-Montenegro et al. (2001) listed the individual HI content for 13 galaxies in common with our sample: HCG 2a, 2b, 2c, 16a, 16c, 40c, 40e, 88a, 88b, 88c, 88d, 96a and 96c. When no HI measure is available in the literature (for the other 22 galaxies) we computed the expected HI mass for each galaxy given its B-band luminosity and morphological type.

We follow the procedure given by Haynes & Giovanelli (1984):

$$M_{HI} = 10^{c_1+c_2 \times SM} \times L_B \quad (8)$$

where c_1 , c_2 and SM are values that depend on the morphological types and magnitudes of the galaxies, respectively. Morphological types were taken from Hickson (1993) and converted into the morphological system defined by Haynes & Giovanelli (1984). B-band luminosities were computed using equation 3. In the case of HCG galaxies, it is well known that some of the HI gas is found outside the disk of the galaxies, due to tidal effects. We then note that the computed HI masses (using equation 8) for HCG galaxies may be higher than the actual values. Verdes-Montenegro et al. (2001) found that HCG galaxies have, on average, about 24% of their expected HI masses. Therefore, we have scaled the individual predicted HI masses by this amount (hereafter predicted-and-scaled mass), in an attempt to compute a more realistic value for the individual HI masses of HCG galaxies.

– 6 –

Torres-Flores et al. (2010b) showed that the inclusion of the H_2 gas component in the computation of the baryonic masses of GHASP galaxies does not affect significantly the slope of the baryonic TF relation, therefore, we have not taken this component into account in this study.

The total mass in gas is related to the HI mass through:

$$M_{gas} = 1.4M_{HI} \quad (9)$$

(McGaugh et al. 2000), where the factor 1.4 takes into account the correction for helium and metals. Finally, the baryonic mass is defined as:

$$M_{bar} = M_{\star} + M_{gas} \quad (10)$$

In order to compare total and baryonic masses for HCG galaxies we have used a spherical distribution ($M(R) = V^2 R/G$) to estimate the masses inside R_{25} for each galaxy in our sample. Using this estimate, we have derived the dark halo mass simply as the difference between the total mass and the baryonic mass for each galaxy. We note that assuming a spherical distribution for optical disks may result in an overestimate of $\sim 20\%$ of the optical mass, given that the mass lies in a disk rather than in a sphere (Lequeux, 1983). However, this is a fairly good assumption for describing the dark mass component. This same analysis was also performed for our control sample, i.e. the GHASP sample (Torres-Flores et al. 2010b). Having a single procedure for both samples allows us to investigate if galaxies in dense environments have peculiarities with respect to field objects.

2.5. Archival data

In order to study in detail the galaxies located off the B-band Tully-Fisher relation, we have searched for photometric and spectroscopic data for HCG 49b and HCG 96c in the *SDSS* database. Photometry in the u, g, r, i, and z bands and a calibrated *SDSS* spectrum were available for HCG 49b. In order to complement these data, we used *GALEX* NUV and FUV magnitudes available at MAST and photometric data points in the B and R-bands taken from the NED database.

– 7 –

3. Results

In Table 1 we list the different determinations of mass-to-light ratios and masses for each galaxy. Columns 1, 2, 3 and 4 give the name, K-band absolute magnitudes, maximum rotational velocities and B-R colors. In columns 5, 6 and 7 we list the mass-to-light ratios calculated from B&J, BE and PO, respectively. Values for the stellar masses are shown in columns 8, 9 and 10, following B&J, BE and PO, respectively. In column 11 we list the total gas masses, calculated using the HI masses corrected by helium and metals. Column 12 corresponds to the baryonic masses ($M_{\star} + M_{gas}$). In this case, $M_{\star}$ was calculated following B&J (column 8).

3.1. K-band TF relation

The K-band TF relations are plotted for HCGs and GHASP galaxies in the top right panel of Fig. 1. To allow a comparison of the K-band TF relation with the B-band relation we included in the top left of Fig. 1 the corresponding B-band TF relation for the same samples (Torres-Flores et al. 2010a). An ordinary least square bisector fit for the HCG galaxies yields:

$$M_K = (-7.33 \pm 1.94) - (7.06 \pm 0.84)[\log(V_{max})] \quad (11)$$

In the case of compact groups, most of the galaxies lie on the K-band TF relation defined by the GHASP galaxies (dashed lines). However, some of the low-mass galaxies show higher luminosities for their measured rotation velocities or too low rotational velocities for their luminosities. This result was also found for the B-band TF relation studied in Mendes de Oliveira et al. (2003) and Torres-Flores et al. (2010a) as can be seen in the top left panel of Fig. 1. HCG 49b and HCG 96c are off the relation defined by the GHASP galaxies (in the K-band) by more than 2σ .

Interestingly, HCG 96c is located within 2σ in the B-band TF relation (top left panel in Fig. 1). In the case of HCG 49b, this galaxy is outside the K-band and optical Tully-Fisher relations by more than 2σ . We note that Torres-Flores et al. (2010b) found two field galaxies from the GHASP sample that are also off the B and K-band Tully-Fisher relation by more than 2σ .

– 8 –

3.2. Stellar TF relation

In Fig. 1 (bottom left panel) we found that most of the HCG galaxies lie on the stellar TF relation defined for galaxies in less dense environments (dashed lines), with only one deviant point by more than 2σ .

In order to quantify the stellar TF relation for HCG galaxies, we have used a least square bisector fit on the data, where the constant is expressed as a decimal logarithm (equation 12).

$$M_{\star} = (3.22 \pm 0.79)V_{max}^{(3.22 \pm 0.35)} \quad (12)$$

We find that the stellar TF relation for the HCG sample presents a larger uncertainty in the slope and zero point when compared with the corresponding values obtained for the GHASP sample, $M_{\star GHASP} = (1.09 \pm 0.67)V_{max}^{(4.06 \pm 0.29)}$ (Torres-Flores et al. 2010b). Also, the stellar TF relation presents a similar scatter to that of the K-band TF relation.

3.3. Baryonic TF relation

We plot in Fig. 1 (bottom right panel) the baryonic masses obtained as described in §2.4 versus the rotational velocities for each galaxy in the HCG (filled circles) and GHASP (small dots) samples. In this baryonic TF relation we find that most of the HCG galaxies lie on the relation defined for galaxies in less dense environments (dashed lines), with three deviant points by more than 1σ : HCG 40c, HCG 96a and HCG 49b and one point deviant by more than 2σ : HCG 96c. The latter two cases are discussed in §4. The two high-mass galaxies (HCG 40c and 96a) that are slightly off the relation, HCG 96a and HCG 40c have the following characteristics. HCG 96a is a grand design galaxy with a close companion within 17 kpc, HCG 96c, which caused its rotation curve to have a clear bifurcation, as shown by Pedrosa et al. (2008). HCG 40c is a very inclined galaxy and a slightly wrong value of inclination could have placed the galaxy slightly off the relation. Despite these few points which are slightly off the relation, it is clearly noticeable from a first inspection of the baryonic TF that this is the tightest relation among all TF relations studied so far in this paper (this point is discussed in more detail later on in this Section).

We performed a KS test with the aim of comparing the distributions of baryonic masses of HCG and GHASP galaxies (stellar masses were taken from B&J and HI masses were estimated as described in §2.4 for the HCG sample; in the case of the GHASP galaxies, we used the values for the baryonic masses listed in Torres-Flores et al. 2010b). We found that

– 9 –

HCG galaxies have a baryonic mass distribution similar to that for the GHASP sample at a level of 80%. We note that, in this comparison, we only included galaxies with baryonic masses higher than $\log M_b[M_\odot] = 9.20$ for both samples given that there are no counterparts in the HCG sample with masses below this value

As explained in §2.4, we have assumed that HCG galaxies have, on average, 24% of their predicted HI content, and we then computed a predicted-and-scaled HI mass for those HCG galaxies with no individual measurements of HI available in the literature. To test if this or other different assumptions (see below) will affect our results for the baryonic TF relation, we plot in Fig. 2 three slightly different determinations of the mass using (1) the predicted gaseous mass, with red stars, (2) the actual gaseous mass, with black circles (i.e. the individual gaseous mass for the 13 galaxies in common with Verdes-Montenegro et al. 2001 and the predicted-and-scaled HI masses for the remaining galaxies, as described in §2.4) and (3) no gaseous component, with blue triangles, (i.e., we assumed no mass in the form of gas). From Fig. 2 we conclude that using the predicted or observed gaseous mass does not influence strongly the position of the outlying HCG galaxies in this plot. In the worst case, where no gaseous mass is included, a few galaxies lie off the relation.

In order to compare the parameters for the baryonic TF relation obtained by using actual (i. e. observed for 13 objects and predicted-and-scaled HI masses for the remaining ones) and predicted HI masses (from equation 8), we used an ordinary least square bisector fit to quantify the slopes and zero points of the HCG sample (equations 13 and 14, where the constant is expressed as a decimal logarithm).

$$M_{bar,actualHI} = (3.83 \pm 0.70)V_{max}^{(2.98 \pm 0.30)} \quad (13)$$

$$M_{bar,predHI} = (4.48 \pm 0.64)V_{max}^{(2.71 \pm 0.28)} \quad (14)$$

These fits indicate that when the baryonic masses are used in the TF relation (no matter if actual or predicted HI masses are used), the uncertainties in the slope and zero point are smaller than in the case of the stellar TF relation (equation 12). We also note that the baryonic TF relation for the HCG galaxies (described by equations 13 and 14) is tighter than the K-band relation shown in Fig. 1 (top right panel). However, in all cases, the uncertainties in these parameters are larger than the same values derived for the GHASP sample (Torres-Flores et al. 2010b).

It is interesting to note that the use of the predicted HI masses in the determination of the slope of the baryonic TF relation produces a shallower slope than using the actual

– 10 –

(observed and predicted-and-scaled) HI masses and also a shallower slope than the slope derived for the GHASP sample ($\alpha = 3.33 \pm 0.24$). If the baryonic Tully-Fisher relation is a universal relation for disk galaxies, HCG galaxies could not have all the predicted HI masses in their disk, which is in agreement with observations.

3.4. Total versus baryonic mass

Torres-Flores et al. (2010b) found that, at R_{25} , approximately 30% of the total mass of field galaxies corresponds to baryonic mass. In Fig. 3 (left panel) we have corrected the baryonic mass of each galaxy by the missing mass which is about 70% of the total mass (assuming that HCG and GHASP galaxies are similar in this respect). We found that when we add this component, most of the galaxies lie on the relation defined by field galaxies. However, a few galaxies appear to have too much baryonic mass (or too little dark matter inside R_{25}). In Fig. 3 (left, middle and right panels) we highlight the low-mass outliers shown in Fig. 1. In the central panel of the same figure we plot the baryonic versus the dark halo mass. Galaxies with morphological types between $1 \leq T < 4$, $4 < T < 6$ and $6 \leq T < 10$ are shown in red, blue and black circles. We fit a least square bisector fit to the data. The resulting fit for HCG galaxies (red dashed line) is consistent with a fit using field galaxies alone (black dashed line); moreover, HCG galaxies have slightly higher baryonic masses than field galaxies, for a given dark matter content. In this figure we have excluded HCG 96c given that this galaxy presents a baryonic mass which is higher than its total mass at R_{25} . HCG 49b presents a large component of baryonic mass (or a small dark matter component) with respect to field galaxies. In the right panel of Fig. 3 we show the total-to-baryonic mass ratio versus the morphological type. Red circles (and red dashed line) and black squares (and black dashed line) correspond to HCG and GHASP galaxies with their respective least squares fits. Empty red circles are HCG galaxies removed from the fit, due to the fact that there were no GHASP galaxies with these morphological types. We found that HCG early-type spirals have slightly lower total-to-baryonic mass ratios than field galaxies. This result is in agreement with the plot shown in the left panel of Fig. 3, i. e. HCG high-mass galaxies could have larger baryonic masses than field galaxies. It is also interesting to note the position of HCG 49b and HCG 96c. It is expected that late-type spiral galaxies present a large total-to-baryonic mass ratio (e. g. Persic, Salucci & Stel 1996) but this is clearly not the case for the late-type galaxies HCG 49b and HCG 96c.

– 11 –

3.5. Age and abundances of HCG 49b

There are two low-mass galaxies which are slightly off the K-band, stellar and baryonic TF relations: HCG 49b and HCG 96c. For these galaxies we have searched for spectroscopic and multi wavelength photometric information in the literature with the aim of estimating the age and the initial mass of the last burst of star formation. Recently, Martínez et al. (2010) studied the spectra of 200 HCG galaxies. HCG 49b and 96c are included in their sample. Also an *SDSS* spectrum is available for HCG 49b. In Fig. 4 we show the spectrum of HCG 49b (taken from *SDSS*). Reddening was corrected using the Balmer lines ratio. Intrinsic $H\alpha/H\beta$ ratio was taken from Brocklehurst (1971) for an effective temperature of 10000 K and $N_e=100$. We note that this spectrum differs slightly from the one shown in Martínez et al. (2010). In the case of Martínez et al. (2010), the derived $H\alpha$ luminosity is higher than that obtained from the *SDSS* spectrum. Also, in the spectrum presented by Martínez et al. (2010) there are some nebular signatures that are not detected in the *SDSS* spectra. The main reason for this difference could be attributed to the method used to obtain the data. Martínez et al. used long slit spectroscopy, while the *SDSS* used a fiber spectrograph. This last method could loose some flux in comparison with the long slit spectroscopy. From Fig. 4 we note that there is clearly very little flux in the continuum, in the spectrum of HCG 49b.

In order to estimate the metallicity of HCG 49b, we have used the N2 calibrator, proposed by Denicoló, Terlevich, & Terlevich (2002), which is defined as the logarithm of the $[N II] 6584/H\alpha$ ratio. The oxygen abundance derived for this galaxy, using the *SDSS* spectrum was $12+\log(O/H)=8.24\pm0.14$. Using the $\log[NII]/H\alpha$ ratio given in Martínez et al. (2010) we found a similar oxygen abundance of $12+\log(O/H)=8.15\pm0.14$. These values are typical of moderately low metallicity galaxies, given that solar metallicity is $12+\log(O/H)_\odot=8.91$ (Denicoló, Terlevich, & Terlevich 2002).

Using the spectral synthesis model STARBURST99 (hereafter SB99, Leitherer et al. 1999) and observed fluxes taken from the literature, we have fitted the spectral energy distribution (SED) of the galaxy HCG 49b. We have assumed an instantaneous burst, with a Salpeter IMF and sub solar and solar metallicities ($Z_\odot=0.004, 0.008$ and 0.02). Observed fluxes range from far ultraviolet to near infrared, using FUV and NUV from *GALEX*, u, g, r, i from *SDSS*, B-band, R-band from NED and J, H, K from the 2MASS database. We corrected the FUV flux by internal extinction (A_{FUV}), following the recipes given in Cortese et al. (2008) and Seibert et al. (2005). We have used these recipes because these authors used explicitly the FUV-NUV colors to estimate the internal extinction instead of using far infrared data (60 and $100\mu m$ fluxes), which are contaminated by flux from the neighbors, in the case of HCG 49b. For this galaxy, we obtain $A_{FUV}=1.73$ and $A_{FUV}=2.95$, following

– 12 –

Cortese et al. (2008) and Seibert et al. (2005), respectively. In order to correct for internal extinction of HCG 49b in other bands, we have used the A_{FUV} value and the recipe from Boselli et al. (2003), using the galactic extinction law given in Savage & Mathis (1979). In Fig. 5 we show the result of the spectral energy distribution fitting. The best fit was obtained using a χ^2 test, for a burst of 8 Myr, $Z=Z_{\odot}/5$ and a FUV magnitude corrected by internal dust following Cortese et al. (2008). In the SED of HCG 49b, we detected a bump in the region corresponding to the R-band. The observed R-band (corrected by dust) is 14.81 magnitudes and the expected value, from the modeled spectral energy distribution, is 16.07 magnitudes. Converting this last value in flux and multiplying it by the FWHM of the R band filter (1380 Å), give us a flux of $8.95 \times 10^{-13} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$. This value is lower than the flux obtained just from the $H\alpha$ line ($1.20 \times 10^{-12} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$, as taken from Martínez et al. 2010). Therefore, the difference between the observed and modeled R-band magnitudes could be explained by the strong $H\alpha$ emission that this galaxy has in its spectrum. We also note that the NUV magnitude appears brighter than it should be. This fact may have been produced by the bump that the galactic extinction law has around 2200 Å. The H and K magnitudes also lie off of the modeled SED. However, due to the logarithm scale, these offsets are not very large in the NIR with respect to the UV part of the spectrum.

From the analysis shown above, the derivation of a sub-solar metallicity from the SED fitting of HCG 49b is in agreement with the sub-solar oxygen abundance determined from the observed $\log[\text{NII}]/H\alpha$ ratio. We computed the $H\alpha$ luminosity for an instantaneous burst and a sub solar metallicity ($Z_{\odot}=0.004$). We compared this result with the observed $H\alpha$ luminosity given in Martínez et al. (2010). We found that the observed $H\alpha$ luminosity corresponds to a burst of ~ 9 Myrs. This value for the age is, however, an upper limit, given that the observed luminosity is not corrected by dust. This age is in agreement with the value obtained from the SED fitting analysis shown above.

3.6. Metallicity measurement for HCG 96c

There was no spectrum available in the *SDSS* for the galaxy HCG 96c. We then used the $\log[\text{NII}]/H\alpha$ ratio given in Martínez et al. (2010) to estimate an oxygen abundance of $12+\log(\text{O}/\text{H})=8.93 \pm 0.08$ for this galaxy. This result is discussed in §4.1.2.

– 13 –

4. Discussion

In this paper, we have computed masses of galaxies and have compared the K-band, stellar and baryonic TF relations for galaxies in two different environments: in the field and in compact groups. In both samples the data were analyzed in the same way, avoiding possible biases in distances, extinction or magnitudes. Here, we summarize our main findings in this study so far:

1. We found that most of the HCG galaxies lie on the K-band, stellar and baryonic TF relations with a couple of low-mass exceptions: HCG 49b and HCG 96c.
2. The scatter presented by HCG galaxies in the baryonic TF relation is smaller than that presented in the stellar TF relation, no matter if predicted or observed HI masses are taken into account. This confirms the importance of taking the gas component into account when determining the mass of a galaxy.
3. The scatter presented by HCG galaxies in the K-band, stellar and baryonic TF relations is always higher than the scatter of corresponding relations for field galaxies (GHASP sample).
4. High-mass galaxies in HCGs may have higher baryonic masses than field galaxies for a given dark matter halo mass.
5. When we fit the spectrum of HCG 49b (a low-mass outlier of the TF relations) with a single stellar population model, we find an age of ~ 8 Myrs and a stellar mass of about $10^8 M_{\odot}$. This object has a sub-solar oxygen abundance of $12+\log(\text{O}/\text{H})=8.15\pm0.14$ (using Martínez et al. 2010 lines values). On the other hand, HCG 96c (another outlier of the TF relations) has a super-solar oxygen abundance of $12+\log(\text{O}/\text{H})=8.93\pm0.08$.

In the following we discuss the possible explanations for the location of the outlying low-mass HCG galaxies in the baryonic TF relation.

4.1. Enhancement in star formation and consequent brightening of the galaxies

Mendes de Oliveira et al. (2003) suggested that a few low-mass HCG galaxies have enhanced B-band luminosities due to star formation, most probably triggered by galaxy-galaxy interactions. In the K-band, stellar and baryonic TF relations there are also at least

– 14 –

two low-mass outliers (HCG 49b and HCG 96c). There may also be other examples (most probably HCG 89d, HCG 96d) which are outliers in the B-band TF but for which no K-band magnitudes are available. In order to explain the position of these galaxies in the TF relations we first analyze the possibility of the presence of strong ongoing star formation in these galaxies.

4.1.1. HCG 49b

In Figs. 4 and 5 we show the *SDSS* spectrum and the SED of HCG 49b. This object is clearly dominated by star formation, displaying little continuum. As described in §3.4, the oxygen abundance measurement obtained for 49b is well below solar $12+\log(\text{O}/\text{H})=8.15\pm0.14$. We found fairly good agreement between the observed and the synthetic spectral energy distribution of HCG 49b. Also, assuming an instantaneous burst, this object is apparently very young, having a total mass of about $10^8 M_\odot$. In view of these results, it is difficult to know if there is contribution of an old stellar population, given that the spectrum of HCG 49b is dominated by the star formation process that is taking place in this galaxy. In fact, HCG 49b has the highest $\text{H}\alpha$ luminosity in the sample of 200 HCG galaxies studied by Martínez et al. (2010), even higher than the $\text{H}\alpha$ luminosity of the individual members of the merger system HCG 31.

We point out that B&J suggested that large bursts of recent star formation should produce significant uncertainties in the determination of the mass-to-light ratio using optical colors (B-R in this case) and therefore large effects in the stellar mass determination. We should then use with caution the values derived in columns 5 to 10 and also column 12 of Table 1, for this galaxy.

4.1.2. HCG 96c

As determined in §3.6, the oxygen abundance of HCG 96c is $12+\log(\text{O}/\text{H})=8.93\pm0.08$. This value is slightly higher than the solar oxygen abundance given in Denicoló, Terlevich, & Terlevich (2002). If we assume a solar or super solar metallicity and using starburst99 models, we find that for an instantaneous burst of a few million years, the B-band magnitude does not change much while the K-band magnitude can change up to one magnitude, supporting our observations.

In fact, in a study of Seyfert galaxies and their companions, Laurikainen & Moles (1988) found that HCG 96c has line ratios similar to those present in HII regions, finding also an over

– 15 –

solar metallicity for this object. Using the observed $H\alpha$ luminosity, these authors suggested that a star-forming process is going on in this galaxy. They also concluded that the spectrum of this galaxy could be fit with models with a recent burst of star formation. In view of these results and Fig. 6, it is possible that HCG 96c has changed its K-band luminosity in almost one magnitude and, at the same time, keeping its B-band luminosity with the same value as before the burst (Fig. 6). Maraston (1998) studied the evolution of stellar populations using synthetic models which take into account the contribution of thermally pulsing asymptotic giant branch (TP-AGB) stars. She found that for an age of ~ 700 Myrs, there is a large contribution of TP-AGB stars in the K-band luminosity, which is not taken into account in most models. If HCG 96c has experienced a burst which has evolved in time, the K-band luminosity could be strongly affected by TP-AGB stars, which seems to be the case in view of its position in the Tully-Fisher relation.

The scenario shown above could explain the difference between the position of HCG 96c in the B-band and K-band TF relations. If it is the case, the stellar mass derived from the stellar population models given by B&J (using B-V colors and K-band luminosities) would be strongly affected by the enhanced K-band luminosity, placing this galaxy off the stellar TF relation. Again, also for this galaxy, we should then use with caution the values derived for the Υ_K and stellar masses in columns 5 to 10 and also column 12 of Table 1.

4.2. Mass stripping

4.2.1. HCG 49b

Interactions among galaxies are quite common in compact groups. This effect may remove gas from the outskirts of individual galaxies as shown by Verdes-Montenegro et al. (2001). They studied the HI content of this group (among others) and found that the HI gas was stripped from the outer regions of the galaxies and formed a common HI cloud around the four central galaxies of the HCG 49 system. However, in spite of this stripping in baryonic mass, HCG 49b appears slightly over the 1σ relation, having a higher baryonic mass than the expected one from the baryonic TF relation. As we showed in §4.1.1, HCG 49b has a stellar mass of $\sim 10^8 M_\odot$. When the gaseous mass listed in Table 1 (column 11) is added to this value of the stellar mass, HCG 49b lies on the baryonic TF relation.

On the other hand, if we compare the rotational velocity of HCG 49b with other galaxies of the same morphological type (late-type spiral galaxies), we find that its rotational velocity is similar to galaxies in less dense environments. In this sense, the position of HCG 49b in the velocity axis of the TF relation is consistent with galaxies of the same morphological

– 16 –

type.

As is cautioned by B&J, a strong burst of star-formation can affect the determination of stellar masses using optical colors. Given that HCG 49b has a spectrum showing a strong burst of star formation, we suspect that the color-estimated stellar mass for this galaxy is overestimated. In view of the results shown above, we exclude the mass truncation scenario to explain the position of HCG 49b in the baryonic TF relation.

4.2.2. HCG 96c

As for HCG 49b, HCG 96c has a rotational velocity that is in agreement with the rotation of late-type field galaxies. This fact already suggests that the reason for HCG 96c lying off the TF relation is linked to its baryonic mass (i.e. brightening due to star formation), and not its total mass. Plana et al. (2010) studied the mass distribution of this galaxy. Using the stellar mass derived by these authors for HCG 96c and the gaseous mass (derived from the observed HI mass from Verdes-Montenegro et al. 2001 and corrected by He) we found a baryonic mass of $\log M_b = 9.70 M_\odot$. This determination of the mass is lower than the mass obtained from stellar population models ($\log M_b = 10.88 M_\odot$), probably due to a lower estimation of the mass-to-light ratio. Using this new estimate for the baryonic mass, HCG 96c lies on the baryonic TF relation. It is interesting to note that the baryonic mass obtained for HCG 96c using stellar population models exceeds the total mass at R_{25} . This fact suggests an overestimate on the stellar mass in Table 1 for HCG 96c, due to an enhancement in the K-band luminosity.

If a burst in star formation increases the B and K-band luminosities of HCG 49b and HCG 96c, why these stars are not affecting the mass of the galaxies, i.e. their rotational velocities? The main reason to explain that phenomena can be associated with the stellar populations produced during the last and previous bursts of star formation and their evolution. An enhancement in the B and K-band luminosities could be triggered by young and TP-AGB stars. These kinds of stars are very luminous, affecting the luminosities of galaxies but not affecting the total mass which is basically constituted by low-mass stars. This scenario can explain the outliers of the Tully-Fisher relation without invoking truncation of dark matter halos of the galaxies.

– 17 –

4.3. Increasing the K-band luminosity due to AGNs

Another possibility to increase the K-band luminosity without affecting the B-band luminosity could be the presence of an AGN. Riffel et al. (2009) studied the near-infrared spectral energy distribution of a sample of nine Seyfert 1 and fifteen Seyfert 2 galaxies, finding that Seyfert 1 galaxies need a dust component to explain their higher emission in the K-band with respect to Seyfert 2 galaxies. This emission could be associated with the torus of dust, which could be heated by the AGN. Interestingly, HCG 96c is a *Transition Object* (TO) as defined by Martínez et al. (2010), which means that this galaxy has AGN signatures. This scenario could explain an increase in the K-band luminosity, placing this galaxy off the infrared, stellar and baryonic TF relation. Infrared spectra for HCG 96c could elucidate this issue. HCG 49b is not an AGN, therefore, we exclude this scenario as a possibility for this galaxy.

We note that two other galaxies in the same mass range as HCG 49b are 89d and 96d. They are also outliers in the B-band TF but unfortunately we do not have any information on their NIR magnitudes and therefore we do not know their locations in the baryonic TF relation. Also, two galaxies of the GHASP sample are off the TF relation. A detailed spectral energy distribution of these galaxies could help us understand their nature.

5. Conclusion

We compare the TF relations for galaxies in compact groups, where tidal interactions are common, and in less dense environments. We find that most HCG galaxies lie on the baryonic TF relation. Two low-mass galaxies (HCG 49b and HCG 96c) are slightly shifted from the expected positions. The rotational velocities of these galaxies are in agreement with field galaxies of the same morphological types, suggesting that mass stripping has probably not occurred in these objects. In the case of HCG 49b, when we compare its baryonic mass determined by optical colors with that coming from spectral energy distribution fitting we find that the mass determined using optical colors overestimates the baryonic mass. In the case of HCG 96c, the baryonic mass obtained from optical colors exceeds the total mass at R_{25} . In view of these results, we suggest that the baryonic mass calculated from stellar population models (optical colors) is influenced by the high B and K-band luminosity of these galaxies. To reconcile these high luminosities with the low-rotational velocities, we suggest that giant stars could be strongly influencing the luminosity of these galaxies. These stars, being very luminous, they strongly affect the total light but do not affect the total mass of the galaxies, which is mostly dominated by low-mass stars. This could also be the reason why HCG 89d and HCG 96d lie off the Tully-Fisher relation. However, we do not

– 18 –

have measured NIR photometry in the literature for these objects.

We thank S. Boissier for helpful and stimulating discussions about the spectral energy distribution of HCG 49b. S. T–F. acknowledges the financial support of FAPESP through the Doctoral position, under contract 2007/07973-3. S. T-F also acknowledges the financial support of Egide through an Eiffel scholarship. CMdO acknowledges support from FAPESP (2006/56213-9) and CNPq. HP acknowledges financial support of CNPq (201600/2009-9). We also acknowledge the use of the HyperLeda database (<http://leda.univ-lyon1.fr>). 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

- Begum, A., Chengalur, J. N., Karachentsev, I. D., Sharina, M. E. 2008, MNRAS, 386, 138
- Bell, E. F., & de Jong, R. S. 2001, ApJ, 550, 212
- Bell, E. F., McIntosh, D. H., Katz, N., & Weinberg, M. D. 2003, ApJS, 149, 289
- Boselli, A., Gavazzi, G., Sanvito, G. 2003, A&A, 402, 37
- Brocklehurst, M. 1971, MNRAS, 153, 471
- Bullock, J. S., Kolatt, T. S., Sigad, Y., Somerville, R. S., Kravtsov, A. V., Klypin, A. A., Primack, J. R., Dekel, A. 2001, MNRAS, 321, 559
- Cortese, L., Boselli, A., Franzetti, P., Decarli, R., Gavazzi, G., Boissier, S., Buat, V. 2008, MNRAS, 386, 1157
- Denicol, G., Terlevich, R., & Terlevich, E. 2002, MNRAS, 330, 69
- Epinat, B., Amram, P., Marcelin, M. 2008b, MNRAS, 390, 466
- Geha, M., Blanton, M. R., Masjedi, M., West, A. A. 2006, ApJ, 653, 240
- Governato, F., Willman, B., Mayer, L., Brooks, A., Stinson, G., Valenzuela, O., Wadsley, J., Quinn, T. 2007, MNRAS, 374, 1479
- Haynes, M. P., Giovanelli, R. 1984, AJ, 89, 758

– 19 –

- Hickson, P. 1993b, *Atlas of Compact Groups of Galaxies* (New York: Gordon and Breach Science Publishers)
- Iglesias-Páramo, J., et al. 2006, *ApJ*, 164, 38
- Kennicutt, R. C., Jr. 1998, *ARA&A*, 36, 189
- Laurikainen, E., Moles, M. 1988, *AJ*, 96, 470
- Leitherer, C. et al. 1999, *ApJS*, 123, 3
- Lequeux, J. 1983, *A&A*, 125, 394
- Maraston, C. 1998, *MNRAS*, 300, 872
- Martínez, M. A., Del Olmo, A., Coziol, R., Perea, J. 2010, *AJ*, 139, 1199
- Masters, K. L., Giovanelli, R., Haynes, M. P. 2003, *AJ*, 126, 158
- McGaugh, S. S., Schombert, J. M., Bothun, G. D., & de Blok, W. J. G. 2000, *ApJ*, 533, L99
- Mendes de Oliveira C., Amram P., Plana H., Balkowski C., 2003, *AJ*, 126, 2635
- Pedrosa, S., Tissera, P. B., Fuentes-Carrera, I., Mendes de Oliveira, C. 2008, *A&A*, 484, 299
- Persic, M. Salucci, P., Stel, F. 1996, *MNRAS*, 281, 27
- Piontek, F., Steinmetz, M. 2009, *arXiv0909.4167*
- Portinari, L., Sommer-Larsen, J. 2007, *MNRAS*, 375, 913
- Portinari, L., Sommer-Larsen, J., & Tantalo, R. 2004, *MNRAS*, 347, 691
- Riffel, R., Pastoriza, M. G., Rodríguez-Ardila, A., Bonatto, C. 2009, *MNRAS*, 400, 273
- Savage, B. D., Mathis, J. S. 1979, *ARA&A*, 17, 73
- Schelegel, D.J., Finkbeiner, D.P., & Davis, M. 1998, *ApJ* 500, 525
- Seibert, M., Martin, D. C, Heckman, T. M. et al. 2005, *ApJ*, 619L, 55
- Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R. et al. 2006, *AJ*, 131, 1163
- Torres-Flores, S., Mendes de Oliveira, C., Amram, P., Plana, H., Epinat, B., Carignan, C. & Balkowski, C. 2010a, *A&A*, in press, *arXiv1003.0345*

– 20 –

- Torres-Flores, S., Epinat, B., Amram, P., Plana, H., Mendes de Oliveira, C. 2010b, in preparation
- 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
- Stark, D. V., McGaugh, S. S., Swaters, R. A. 2009, *AJ*, 138, 392
- Verdes-Montenegro, L., Yun, M.S., Williams, B.A., Huchtmeier, W.K., Del Olmo, A. & Perea, J. 2001, *A&A*, 377, 812

– 21 –

Fig. 1.— B-band (top left), K-band (top right), stellar (bottom left) and baryonic (bottom right) Tully–Fisher relation for the HCG sample (filled dots). The GHASP sample is plotted as small squares. Dashed lines represent the least-square bisector fit and a dispersion of 1σ on the GHASP data. In the bottom right panel, galaxies with HI measurements are shown by stars (see section §3.2.3)

– 22 –

Fig. 2.— Comparison between different assumptions of the HI mass in the baryonic TF relation. Predicted HI (and gaseous) mass: red stars. Actual gaseous mass: black circles. No gaseous mass: blue triangles.

– 23 –

Fig. 3.— Left panel: Baryonic mass corrected by the dark halo (at R_{25}) versus the total mass at R_{25} . Red circles: HCG galaxies. Black squares: GHASP galaxies. Central panel: Dark halo mass (total minus baryonic mass) at R_{25} versus baryonic mass. Early-type galaxies with morphological types between $1 \leq T < 4$ are symbolized by red circles. Blue circles represent galaxies with types $4 < T < 6$. Black circles symbolize late-type galaxies with morphological types $6 \leq T < 10$. GHASP galaxies are represented by black squares. Continuous and dashed lines (red line for HCG galaxies and black line for the GHASP sample) represent the equal mass relation and the bisector least square fit. Right panel: Total-to-baryonic mass ratio versus morphological type. Red filled circles: HCG galaxies. Black squares: GHASP galaxies. We excluded in the fit galaxies with morphological types lower than 0 (red empty circles).

– 24 –

 Fig. 4.— Optical spectrum of HCG 49b taken from *SDSS*.

– 25 –

Fig. 5.— Spectral energy distribution for HCG 49b. The continuous line corresponds to a single stellar population model, with an age of 8 Myrs, $Z=Z_{\odot}/5$ and Salpeter IMF. Filled dots represent the observed fluxes.

– 26 –

Fig. 6.— Evolution of the B and K-band absolute magnitudes as a function of time. Different ages are labeled in this figure. We assumed an instantaneous burst, with a Salpeter IMF.

– 27 –

Table 1. Main parameters of the HCG sample^a

Galaxy	M _K mag	V _{max} km s ⁻¹	B-R mag	$\Upsilon_K^{B\&J}$	Υ_K^{BE}	Υ_K^{PO}	log M _★ ^{B&J} M _☉	log M _★ ^{BE} M _☉	log M _★ ^{PO} M _☉	log M _{gas} M _☉	log M _{bar} M _☉
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)
2 a	-22.50*	264±39	0.88	0.42	0.72	0.64	9.68	9.91	9.86	10.33	10.49
2 b	-22.56	196±74	1.14	0.55	0.78	0.87	10.13	10.28	10.33	9.34	10.19
2 c	-20.71	122±13	1.10	0.53	0.77	0.83	9.37	9.54	9.57	9.70	9.86
7 a	-24.55	226±27	1.48	0.78	0.87	1.29	11.08	11.12	11.29	9.44	11.09
7 c	-23.44	168±7	1.19	0.58	0.79	0.92	10.50	10.64	10.70	9.36	10.53
7 d	-21.64	85±4	1.12	0.54	0.78	0.85	9.75	9.91	9.95	8.92	9.81
10 d	-22.55	149±16	1.52	0.81	0.88	1.35	10.30	10.33	10.52	9.02	10.32
16 a	-24.53	247±17	0.82	0.39	0.71	0.59	10.77	11.03	10.95	9.22	10.78
16 c	-23.74	229±6	1.04	0.49	0.76	0.77	10.55	10.74	10.75	9.63	10.60
19 a	-23.20	144±13	1.56	0.85	0.89	1.42	10.57	10.60	10.80	8.57	10.58
19 b	-21.70	90±5	1.28	0.63	0.82	1.02	9.85	9.96	10.05	8.69	9.88
19 c	-19.97	115±22	1.12	0.54	0.78	0.85	9.08	9.24	9.28	8.99	9.34
37 d	-20.93	76±7	0.51	0.28	0.64	0.41	9.19	9.54	9.35	8.52	9.27
40 c	-24.51	203±3	2.00	1.34	1.03	2.38	11.30	11.18	11.54	9.11	11.30
40 e	-22.66	186±40	1.84	1.14	0.98	1.97	10.48	10.42	10.72	8.37	10.49
49 a	-21.83	154±28	1.04	0.49	0.76	0.77	9.79	9.98	9.98	9.07	9.87
49 b	-21.21	58±6	0.90	0.43	0.72	0.65	9.48	9.71	9.66	8.99	9.60
56 a	-24.52	205±14	1.51	0.81	0.88	1.34	11.08	11.12	11.30	9.34	11.09
68 c	-23.95	244±8	1.10	0.53	0.77	0.83	10.67	10.83	10.86	9.37	10.69
87 a	-25.12	410±16	1.86	1.16	0.98	2.02	11.48	11.40	11.72	9.78	11.49
87 c	-22.74	195±9	1.28	0.63	0.82	1.02	10.26	10.37	10.47	9.32	10.31
88 a	-24.80	315±16	1.56	0.85	0.89	1.42	11.21	11.24	11.44	9.27	11.22
88 b	-24.37	303±11	1.51	0.81	0.88	1.34	11.02	11.06	11.24	9.66	11.04
88 c	-22.51	123±2	0.99	0.47	0.75	0.73	10.04	10.24	10.23	10.16	10.40
88 d	-22.49	153±3	1.31	0.65	0.83	1.06	10.18	10.28	10.38	9.73	10.31
89 a	-23.17	210±4	1.16	0.56	0.79	0.89	10.38	10.53	10.58	9.45	10.43
89 b	-22.38	138±3	1.01	0.48	0.75	0.74	10.00	10.19	10.19	9.16	10.06
89 c	-22.03	180±1	1.11	0.53	0.77	0.84	9.90	10.07	10.10	9.00	9.95
91 a	-25.45	271±55	1.09	0.52	0.77	0.82	11.26	11.43	11.46	9.62	11.27
91 c	-23.00	112±10	1.08	0.52	0.77	0.81	10.28	10.45	10.47	9.07	10.30
93 b	-23.71	235±22	1.30	0.65	0.82	1.04	10.66	10.76	10.87	9.54	10.69
96 a	-25.50	201±6	1.33	0.67	0.83	1.08	11.39	11.48	11.60	10.06	11.41
96 c	-23.89	88±5	1.61	0.89	0.91	1.50	10.87	10.88	11.10	9.28	10.88
100 c	-21.71	87±27	1.23	0.60	0.80	0.96	9.83	9.95	10.03	8.79	9.87
100 d	-20.31	114±4	1.18	0.57	0.79	0.91	9.25	9.39	9.45	8.67	9.35

^aColumn (1): Galaxy identification. Column (2): K-band absolute magnitude. Note that the value for galaxy 2a (marked with an asterisk) was obtained by us, when reanalyzing the 2MASS K-band image, and it is 0.77 mag brighter than the value given in 2MASS (m_{K20}=12.17 instead of 11.40 mag). Column (3): Maximum rotational velocity. V_{max} values were taken from Torres-Flores et al. (2010a). Column (4): Colors B-R taken from Hickson (1993). Columns (5), (6) and (7) list the mass-to-light ratios calculated from Bell & de Jong (2001), Bell et al. (2003b) and Portinari et al. (2004), respectively. In columns (8), (9) and (10) we list the stellar masses derived from Bell & de Jong (2001), Bell et al. (2003b) and Portinari et al. (2004), respectively. Column (11) lists the expected HI masses, following Haynes & Giovanelli (1984) corrected by helium and metals. Column (12) correspond to the baryonic mass (M_★+M_{gas}) where M_★ was calculated using Bell & de Jong (2001) .

Star formation in the intragroup medium and other
diagnostics
of the evolutionary stages of compact groups of galaxies

No presente capítulo é apresentado o artigo que leva o título “Star formation in the intragroup medium and other diagnostics of the evolutionary stages of compact groups of galaxies”. Ele apresenta uma procura por regiões de formação estelar no meio intra grupo compacto de sete grupos compactos de galáxias. Neste artigo também são apresentados os mapas de velocidades para as galáxias em 4 grupos compactos. Fazendo uso dos dados apresentados neste artigo, foi possível avaliar o estágio evolutivo de cada grupo compacto. Ele foi publicado na revista *Astronomy & Astrophysics*. A informação nele contida corresponde a uma parte do Capítulo 6 desta tese.

Star formation in the intragroup medium and other diagnostics of the evolutionary stages of compact groups of galaxies[★]

S. Torres-Flores^{1,2}, C. Mendes de Oliveira¹, D. F. de Mello^{3,4,5}, P. Amram², H. Plana^{2,7},
B. Epinat⁶, and J. Iglesias-Páramo⁸

¹ Universidade de São Paulo, Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Departamento de Astronomia,
São Paulo, Brazil
e-mail: storres@astro.iag.usp.br

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

³ Observational Cosmology Laboratory, Code 665, Goddard Space Flight Center, Greenbelt, MD 20771, USA

⁴ Catholic University of America, Washington, DC 20064, USA

⁵ Johns Hopkins University, Baltimore, MD 21218, USA

⁶ Laboratoire d'Astrophysique de Toulouse-Tarbes, Université de Toulouse, CNRS, 14 avenue Edouard Belin, 31400 Toulouse,
France

⁷ Laboratório de Astrofísica Teórica e Observacional, Universidade Estadual de Santa Cruz, Brazil

⁸ Instituto de Astrofísica de Andalucía (CSIC), Camino Bajo de Hueter 50, 18008 Granada, Spain

Received 19 February 2009 / Accepted 12 August 2009

ABSTRACT

Context. Compact groups of galaxies are entities that have high densities of galaxies and serve as laboratories to study galaxy interactions, intergalactic star formation and galaxy evolution.

Aims. The main goal of this study is to search for young objects in the intragroup medium of seven compact groups of galaxies: HCG 2, 7, 22, 23, 92, 100 and NGC 92 as well as to evaluate the stage of interaction of each group.

Methods. We used Fabry-Perot velocity fields and rotation curves together with *GALEX* NUV and FUV images and optical *R*-band and HI maps.

Results. (i) HCG 7 and HCG 23 are in early stages of interaction; (ii) HCG 2 and HCG 22 are mildly interacting; and (iii) HCG 92, HCG 100 and NGC 92 are in late stages of evolution. We find that all three evolved groups contain populations of young blue objects in the intragroup medium, consistent with ages < 100 Myr, of which several are younger than < 10 Myr. We also report the discovery of a tidal dwarf galaxy candidate in the tail of NGC 92. These three groups, besides containing galaxies that have peculiar velocity fields, also show extended HI tails.

Conclusions. Our results indicate that the advanced stage of evolution of a group, together with the presence of intragroup HI clouds, may lead to star formation in the intragroup medium. A table containing all intergalactic HII regions and tidal dwarf galaxies confirmed to date is appended.

Key words. galaxies: evolution – galaxies: interactions – galaxies: intergalactic medium – galaxies: kinematics and dynamics

1. Introduction

It is well known that tidal interactions can alter galaxies' properties and, in particular, neutral gas can be plucked by tidal forces and develop tidal tails where young stellar clusters, HII regions, and tidal dwarf galaxies (TDGs) may form (e.g. de Mello et al. 2008a,b; Mendes de Oliveira et al. 2004; Ryan-Weber et al. 2004; Mendes de Oliveira et al. 2001; and Duc & Mirabel 1998). However, the fate of these young systems remains unclear (de Mello et al. 2008b) and they can either (1) become independent entities growing by accreting more gas and forming more stars to be transformed in TDGs; (2) make star clusters that survive and migrate in the distant halos of their hosts or even become intergalactic objects; or (3) dissolve and not remain gravitationally bound, yielding only very sparse star streams.

[★] Based on observations collected at the European Southern Observatory, La Silla, Chile.

Hunsberger et al. (1996) suggested that at least one-third and perhaps more than one-half of all dwarf galaxies in compact groups are formed during galaxy interactions. Therefore, a considerable number of new stellar systems may have formed and may be linked to the evolutionary stage of the group. There are several diagnostics used in the literature to evaluate these stages. For instance, Coziol et al. (2004) developed a scheme to classify the evolutionary stage of compact groups of galaxies based on the morphologies of the members and their level of activity. Plana et al. (2003) and Amram et al. (2003), using 2D H α velocity fields, classified several of the Hickson compact groups in three classes: unevolved group, mildly interacting group, and a system in the final stage of evolution. Verdes-Montenegro et al. (2001), on the other hand, used the HI content of compact groups to propose an evolutionary sequence. In their classification, groups may show HI still attached to the individual members, in tidal tails or in a common HI envelope around all

galaxies. In this context, HI and kinematic information from 2D-velocity maps have proved to be the most useful tools to study the evolutionary stages of groups.

In this paper, we present the results of a multiwavelength campaign we have conducted using several instruments in order to properly evaluate the evolutionary stages of seven compact groups of galaxies. We report the discovery of young objects in the intragroup medium of compact groups and in the tidal tails of strongly interacting galaxies, which may have formed due to galaxy interactions, using *GALEX*/UV data, optical R-images, new Fabry Perot velocity maps and HI maps from the literature. UV images reveal important information regarding the age of the young objects while the velocity fields and rotation curves of the group members help to constrain the evolutionary stage of each compact group.

This paper is organized as follows: in Sect. 2 we present the data. In Sect. 3 we present the data analysis. In Sect. 4 we present the ultraviolet and Fabry Perot results. In Sect. 5 we discuss our results and in Sect. 6 we present our main conclusions.

2. Data

In the following sections we describe the data we obtained for a sample of seven compact groups of galaxies: HCG 2, HCG 7, HCG 22, HCG 23, HCG 92, HCG 100 and NGC 92. These nearby groups (with velocities lower than 7000 km s^{-1}) span a wide range of properties (density, isolation, spiral fraction and HI content. See Hickson 1982; Verdes Montenegro et al. 2001). In particular, isolated groups may evolve differently from groups which are parts of larger structures (such as HCG 23, Williams & van Gorkom 1995). On the other hand, HCG 92 and HCG 100 are known to have HI emission in the intragroup medium (Verdes-Montenegro et al. 2001; and de Mello et al. 2008a, respectively) while NGC 92 has a common halo of HI around the whole group (Pompei et al. 2007) and the others have HI emission which is more concentrated in the galaxies. Therefore, the groups chosen are representative of the general compact group population. In Table 1, we summarize the main properties of this sample.

2.1. Fabry-Perot data

Observations of HCG 2, HCG 7, HCG 22 and NGC 92 were carried out with the European Southern Observatory 3.6 m telescope (ESO) in September 2000. The data were obtained with the Fabry-Perot instrument CIGALE using an Image Photon Counting System, for a field of view of 4 arcmin centered on each group. These data are described in detail in Torres-Flores et al. (2009). The scale of the images was $0.405''/\text{pixel}$. The data were taken under non-photometric conditions and with a seeing of $1''$. No flux calibration was attempted. Data reduction was performed using software developed by Daigle et al. (2006; see also Epinat et al. 2008a). The data for HCG 100 was taken from Plana et al. (2003).

The output of the reduction package gave us 2D monochromatic, continuum and radial velocity maps, with a signal-to-noise ratio higher than 6. Wavelength calibration was obtained by scanning the narrow Ne 6599 Å line under the same conditions as the observations. The velocity sampling was 12 km s^{-1} . For HCG 2, 7 and 22, the OH subtraction was performed by estimating a sky cube from the sky-dominated regions and subtracting it from the original cube. In the case of NGC 92, the OH was subtracted estimating the sky using the medium spectrum of

the data cube. This method resulted in a better velocity field for NGC 92 than when the sky cube method was adopted.

2.2. Ultraviolet data

The UV images of the seven compact groups in this sample were obtained using the *Galaxy Evolution Explorer* (*GALEX*) satellite in the near ultraviolet (NUV $\lambda_{\text{eff}} = 2271 \text{ Å}$) and far ultraviolet (FUV $\lambda_{\text{eff}} = 1528 \text{ Å}$) bands (Cycle 1, program number 73 and 31 and public archival data). The images analyzed herein are the intensity maps with the background removed (given by the *GALEX* pipeline). FUV and NUV fluxes were calculated using Morrissey et al. (2005) $m_{\lambda} = -2.5 \log[F_{\lambda}/a_{\lambda}] + b_{\lambda}$, where $a_{\text{FUV}} = 1.4 \times 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Å}^{-1}$, $a_{\text{NUV}} = 2.06 \times 10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Å}^{-1}$, $b_{\text{FUV}} = 18.82$ and $b_{\text{NUV}} = 20.08$ for FUV and NUV, respectively. Fluxes were multiplied by the effective filter bandpass ($\Delta\lambda_{\text{FUV}} = 269 \text{ Å}$ and $\Delta\lambda_{\text{NUV}} = 616 \text{ Å}$) to give units of $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$. The *GALEX* fields view are $1^{\circ}28$ and $1^{\circ}24$ in FUV and NUV respectively and the pixel scale is $1.5 \text{ arcsec pixel}^{-1}$.

HCG 100 and HCG 92 were originally analyzed in de Mello et al. (2008a)¹ and Xu et al. (2005), respectively, and they have been re-analyzed here using the same method applied to the other groups. Tzanavaris et al. (2009) used SWIFT/UVOT to analyze the UV properties of another sample of Hickson Compact Groups of galaxies which will be complementary to our *GALEX* data.

2.3. R-band data

R-band images of HCG 2, 23 and 100 were obtained at the Cerro Tololo Interamerican Observatory on Aug. 23/2005, using the 4 m Blanco telescope and a mosaic II CCD imager, with a pixel scale of $0.27 \text{ arcsec/pixel}$, for a field of view of $40 \times 40 \text{ arcmin}$, centered on each group. For each target, three exposures of 300 s were taken in the R band, with a typical seeing of 1.1 arcsec . The data were bias subtracted and flat-fielded using IRAF², using standard procedures (package mscred). A flat-field was constructed from a combination of dark sky frames and twilight flats which worked well, given that the background, after flat-fielding, showed an rms variation lower than 1% over the whole field. Since the night was not photometric, no calibration stars were observed and the zeropoints were obtained from published surface brightness profiles of group members (Mendes de Oliveira 1992; Rubin et al. 1991).

HCG 22 was observed with the Keck II telescope in the R and B bands. These data are described in da Rocha et al. (2002).

The R-band image of NGC 92 was obtained at La Silla Observatory with the NTT telescope. It was taken on Oct. 27th 1994, within a program to monitor the supernova SN1994Z, which was discovered in October 1994, in the galaxy NGC 87, a close companion to NGC 92. The seeing was $1''$ and the pixel scale was $0.27''/\text{pixel}$. The zeropoint was estimated with calibration stars taken on the same night as the targets.

¹ de Mello et al. (2008a) selected the UV sources based on proximity to the HI tail while in this work, sources were selected within a region of radius equal to two times the radius of the minimum circle, as defined in Sect. 3.2.

² 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.

Table 1. Properties of the sample.

name	Morph. ^a type	distance ^b Mpc	B_{TC} ^a mag	V_{sys} ^a km s ⁻¹	V_{sys} ^c km s ⁻¹	Position angle (PA (deg))			Inclination (deg)	
						velocity Map	optical ^d image	optical ^e image	velocity Map	optical image
HCG 2										
a	SBd	62.36	13.35	4326	4347	41 ± 3	3	8	68 ± 13	61
b	cI	62.36	14.39	4366	4357	8 ± 3	28	3	49 ± 12	30
c	SBc	62.36	14.15	4235	4266	168 ± 3	132	158	...	57
HCG 7										
a	Sb	61.04	12.98	4210	4198	176 ± 1	153	165	67 ± 3	61
b	SB0	61.04	13.74	4238						
c ^f	SBc	61.04	12.60	4366		133	133	144	48	36
d	SBc	61.04	14.77	4116	4104	85 ± 3	58	35	31 ± 12	43
HCG 22										
a	E2	38.81	12.24	2705						
b	Sa	38.81	14.47	2625						
c	SBcd	38.81	13.90	2728	2572	101 ± 2	70	179	...	25
HCG 23										
a	Sab	69.81	14.32	4798						
b	SBc	69.81	14.42	4921						
c	S0	69.81	15.52	5016						
d	Sd	69.81	16.00	4562						
HCG 92										
b	Sbc	93.60	13.18	5774						
c	SBc	93.60	13.33	6764						
d	Sc	93.60	13.63	6630						
e	E1	93.60	14.01	6599						
HCG 100 ^g										
a	Sb	77.28	13.66	5300	5323	78 ± 5	78	79	50 ± 7	47
b	Sm	77.28	14.90	5253	5163	145 ± 5	165	149	52 ± 10	57
c	SBc	77.28	15.22	5461	5418	72 ± 8	70	67	66 ± 5	65
d	Scd	...	15.97	...		53 ± 3	47	50	70 ± 5	64
NGC 92										
NGC 92	Sa	48.50	...	3219	3412	148 ± 3	149	149	48 ± 6	62
NGC 89	SB(s)0/a	48.50	...	3320						
NGC 88	SB(rs)0/a	48.50	...	3433						
NGC 87	IBm	48.50	...	3491						

^a Taken from Hickson (1993) and from NED database for NGC 92. Morphological type for NGC 92 was taken from Prugniel et al. (1998).

^b Distances were obtained using the redshift for each group given in Hickson (1992) and assuming the groups follow the Hubble flow. For NGC 92, we used the mean redshift of the group members. For each galaxy, redshift was taken from NED. In all cases, we used $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_m = 0.3$ and $\Omega_\Lambda = 0.7$.

^c Systemic velocity deduced from our velocity field analysis.

^d For HCG 2a, b, c, HCG 7a, d, HCG 22c, and values of PA were taken from Mendes de Oliveira (1992). These were determined at semimajor axis lengths of $2 h^{-1} \text{ kpc}$ for all Hickson group galaxies with $z \leq 0.05$. For NGC 92 the PA was taken from the Hyperleda database.

^e Taken from the Hyperleda database. PA is the position angle of the major axis at the 25 mag arcsec⁻² isophote, in the B -band.

^f Taken from Mendes de Oliveira et al. (2003).

^g Taken from Plana et al. (2003).

HCG 92 was observed with Gemini in the Sloan filters g , r and i . These data are described in Mendes de Oliveira et al. (2004). For HCG 7, the r -band image of the Sloan Digital Sky Survey (SDSS) was used in our analysis. Transformation between r -band magnitudes and R -band magnitudes was performed using $R = r - 0.1837 \times (g - r)$ (Lupton 2005) for the sources in groups HCG 7 and 92.

3. Data analysis

3.1. Rotation curves and kinematic parameters

In order to constrain the evolutionary stage of each compact group, we inspected the velocity field and rotation curve of each

member to search for interaction indicators³. Rotation curves were constructed using the morphological center (defined as the location of the peak intensity in the continuum image) instead of the kinematic center (defined as the center that produces a symmetric rotation curve) because in most cases the rotation curves were asymmetric. Asymmetry made it difficult to match both sides of the curve, no matter which center was chosen. In most cases there was clearly a decoupling between the morphological and kinematic centers (see Amram et al. 2007). Kinematic position angles, inclinations, systemic velocities (see Table 1) and

³ Early-type galaxies HCG 7b and HCG 22b (Table 1) had very weak $H\alpha$ emission and, therefore, no rotation curves were derived for these objects.

726

S. Torres-Flores et al.: Dynamic stages of compact groups of galaxies

Fig. 1. HCG 2a,b. North is at the top and East is to the left of all images in Figs. 1 to 6. HCG 2a is located to the East of HCG 2b. *Top left:* *R* band image from CTIO. *Top right:* velocity field. We highlight the HCG 2b scale at the top of the velocity field, in order to show clearly its dynamic range. *Bottom left:* monochromatic image. *Bottom right:* velocity dispersion map. Small arrow in the *R* band image and monochromatic map indicates the position of a new source (probably in the background) detected in the Fabry-Perot analysis.

rotation curves were derived from the velocity fields using the procedure developed by Epinat et al. (2008a). The position of the morphological center for each galaxy is marked with a plus sign in the velocity fields of Figs. 1 to 6.

The optical position angles (PAs) were taken from Mendes de Oliveira (1992) and from the Hyperleda⁴ database.

In all cases, the PA is oriented from North to East. For HCG 2c and HCG 22c, the kinematic inclination resulted in unrealistic values which resulted in maximum rotation velocities higher than the expected velocities (Torres-Flores et al. 2009). Therefore, in these cases, we used the morphological inclinations obtained from the relation $\cos(b/a) = i$, where b and a

correspond to the length of the minor and major axis of the $\mu_B = 25$ mag arc⁻² isophote given in Hickson (1993).

3.2. Source extraction and photometry

We searched for ultraviolet emitting regions in the vicinity of all seven targets (see Sect. 4.2 for the corresponding figures). We also include HCG 92 and HCG 100 which were previously analyzed in Mendes de Oliveira et al. (2004) and de Mello et al. (2008a), using the following method. We generated catalogs using SExtractor (SE, Bertin & Arnouts 1996) in the FUV, NUV and *R*-band sky-subtracted images. The threshold for source detection was set to 1.5 sigma (DETECT_THRESH = 1.5) for a minimum area of 5 pixels (DETECT_MINAREA = 5).

⁴ <http://leda.univ-lyon1.fr>

Fig. 2. HCG 2c. *Top left:* R band image from CTIO. *Top right:* velocity field. *Bottom left:* monochromatic image. *Bottom right:* velocity dispersion map.

We recorded, for each source, the right ascension, declination, MAG_AUTO (AB system) and Petrosian radius. We used SE Kron elliptical apertures to measure total magnitudes (MAG_AUTO) in FUV, NUV and R-bands. Although MAG_AUTO is often used to measure total magnitudes in galaxy surveys (e.g. Bell et al. 2004; de Mello et al. 2006; Zucca et al. 2006), high uncertainties might be expected at the faint magnitudes due to the assumption that the sky background has Gaussian random noise without source confusion (Brown et al. 2007). However, since we are comparing data taken with different resolutions and the fact that UV light does not necessarily peak at the same coordinate as the optical light, MAG_AUTO performs better than the other SExtractor parameter choices, as long as a careful match between the different catalogs is performed (see de Mello et al. 2008a). We first matched the FUV and NUV catalogs using a $3''$ radius and as a result we obtained the FUV and NUV parameters for each detected source. We then matched the UV catalog with the R-band catalog. Therefore,

only objects with FUV detections were included in our final catalog. Due to the large GALEX field of view ($1^{\circ}28$ and $1^{\circ}24$ in FUV and NUV, respectively), we performed the source detection in four regions for each GALEX image: one field centered on the centroid of the group (on-group) and three other fields (each with $\sim 15' \times 15'$) distributed over the outskirts of the images (hereafter, control sample, CS). The on-group field was defined within a region of radius equal to the two times the radius of the minimum circle that passes through the center of each group member. This area was chosen because it usually encompasses the group and its HI debris, if there is any.

Given that we used a different exposure time for each compact group observation, we had to limit our analysis to the brightest completeness limit, which was that for the field of HCG 92, at an NUV magnitude of 22.2. The colors FUV–NUV and FUV–R were estimated inside a fixed aperture of $4''$ radius, centered on the centroid of the light distribution of each NUV band detection, using the task PHOT in IRAF. Total magnitudes and fixed

728

S. Torres-Flores et al.: Dynamic stages of compact groups of galaxies

Fig. 3. HCG 7a,d. HCG 7a is located Southwest of HCG 7d. *Top left:* r band image from SDSS. *Top right:* velocity field. We highlight the HCG 7d scale at the top of the velocity field, in order to show clearly its dynamic range. *Bottom left:* monochromatic image. *Bottom right:* velocity dispersion map.

aperture magnitudes were corrected for galactic extinction, using $A_{FUV} = E(B - V) \times 8.29$, $A_{NUV} = E(B - V) \times 8.18$ (Seibert et al. 2005) and $A_R = E(B - V) \times 2.634$ (Schlegel et al. 1998), following de Mello et al. (2008a).

4. Results

4.1. Kinematic properties of the main galaxies

In this section, we analyze each individual galaxy based on our optical R -band images, velocity fields, monochromatic images, velocity dispersion maps (Figs. 1 to 6), and rotation curves (Figs. 7 and 8), together with information from the literature. Note that the dispersion velocity maps were corrected for instrumental broadening, measured using the calibration cube. We estimated that the broadening is, on average, 24.8 km s^{-1} across

the field. In the last columns of Table 1, we list the kinematic parameters obtained from the velocity fields. In Cols. 5 and 6 of Table 1 the systemic velocities taken from the literature and the velocities resulting from our analysis are listed.

4.1.1. HCG 2

This compact group is formed of three galaxies with corresponding redshifts. According to the NED⁵ database and the RC3 catalogue (de Vaucouleurs et al. 1991), the brightest galaxy of the system, HCG 2a, is classified as a late-type barred SBd galaxy. HCG 2b is classified as a cI (compact Irr) by Hickson (1993) and it is the strongest FIR source in this group (Allam et al. 1996).

⁵ <http://nedwww.ipac.caltech.edu/>

Fig. 4. HCG 7b,d. HCG 7d is located in the center of the field. HCG 7a and b are partially shown in the South and North of the field respectively. *Top left:* *r* band image from SDSS. *Top right:* velocity field. *Bottom left:* monochromatic image. *Bottom right:* velocity dispersion map.

HCG 2c is an SBc-type galaxy. Figure 1 shows the velocity field, the velocity dispersion, monochromatic and continuum maps for HCG 2a,b.

HCG 2a shows a very disturbed velocity field, as can be seen in Fig. 1. No symmetry is observed with respect to the major axis and moreover one cannot see a constant velocity along the minor axis. The PA of the velocity field changes rapidly, by about 90° from the North to the South of the galaxy. The velocity field shows a clear signature of a strong bar, almost vertical, which is responsible for the PA variation and for the misalignment between the morphological and kinematic orientations. There is a misalignment of 30° between the bar and the kinematic minor axis. This type of velocity field has been observed in Epinat et al. (2008b) (e.g. UGC 12754, UGC 11407 and UGC 1256). Given that the kinematic PA is so perturbed by the bar, it is better to use the morphological PA to draw the RC (see Epinat et al. 2008a). The monochromatic map shows several HII regions. In the southern side, the regions are aligned along the

spiral arm. Intense HII regions in the center of the object belong to the northern arm or to the bar. Towards the northern side of the galaxy only one bright region is visible, although other fainter HII regions are also seen around the same location. On the south side, we detected an extension of H α emission towards the West of this object. This signature was not reported in Vilchez et al. (1998). The dispersion map shows higher velocity dispersion in areas where HII regions are present (Fig. 1). The velocity dispersion within HII regions along the bar is 41 km s⁻¹ while outside these regions the dispersion is 25 km s⁻¹. The velocity dispersion increases along the spiral arm, from 26 km s⁻¹ to 40 km s⁻¹.

The rotation curve of HCG 2a shown in Fig. 7a is highly asymmetric, with the receding side reaching 326 km s⁻¹ and the approaching side 270 km s⁻¹, for a systemic velocity of 4347 km s⁻¹. The approaching side slope of the rotation curve is steeper than the receding side on the SW side. For the adopted systemic velocity (4347 km s⁻¹), the rotation curve does not pass through the center of the diagram. However, both sides of the

730

S. Torres-Flores et al.: Dynamic stages of compact groups of galaxies

Fig. 5. HCG 22b,c. HCG 22b lies South of HCG 22c. *Top left:* R band image from CTIO. *Top right:* velocity field. *Bottom left:* monochromatic image. *Bottom right:* velocity dispersion map.

rotation curve match in the external region of the galaxy (outside $10''$). The center of the curve is particularly disturbed due to the strong bar. In this region, the rotation curve is flat with a few oscillations within 10 arcsec on both sides. The flatness of the curve is due to the orientation of the bar with respect to the major axis of the galaxy (Hernandez et al. 2, in preparation). The center of the bar coincides with the center of the external ellipses of the continuum (for radii outside $r = 12''$ in the minor axis and $r = 22''$ in the major axis).

In the case of HCG 2b, we detected $H\alpha$ emission at its center (within 2.8 kpc, also reported in Vilchez et al. 1998). The velocity field (Fig. 1) seems to be regular. The kinematic position angle differs from the morphological one (Mendes de Oliveira et al. 1992) by 20° at $2 h^{-1}$ kpc, however, at R_{25} , the optical position angle is in good agreement with the kinematic one. We noticed that the continuum and monochromatic images peak at the same position. The galaxy center displays a velocity dispersion of 47 km s^{-1} while in the outskirts the value is 34 km s^{-1} .

We can also notice that a high value for the dispersion often corresponds to strong monochromatic emission. The rotation curve of HCG 2b (Fig. 7b) shows a disk-like rotator shape. For the adopted systemic velocity, both sides match at radii larger than $2''$, however, in the inner part of the rotation curve (inside $2''$) the approaching side shows a plateau and the two sides do not match. We detected two bumps in the approaching side of the rotation curve, placed between $0''$ and $4''$ and $4''$ and $7''$, respectively.

The velocity field of HCG 2c is regular (see Fig. 2). A signature of the bar is suspected in the central regions. The PA is almost constant along the major axis, staying around a value of 168° . The monochromatic map shows several bright HII regions in the bar, in the center of the galaxy and across the northern arm. A tidal arm is identified in the monochromatic map, in a similar way to UGC 7861, as was reported by Epinat et al. (2008a). There are no bright HII regions on the south side of this object. The velocity dispersion map does not reveal any

Fig. 6. NGC 92 and NGC 88. NGC 92 lies East of NGC 88. *Top left:* *R* band image from NTT. *Top right:* velocity field. *Bottom left:* monochromatic image. *Bottom right:* velocity dispersion map.

peculiarities. HCG 2c displays a more symmetric rotation curve than the other two members of this group, except in the central regions ($\leq 10''$). The velocity amplitude is $\sim 110 \text{ km s}^{-1}$, across $30''$ (8 kpc). We also notice that the continuum center is $2''$ (0.5 kpc) away from the kinematic center, towards the SE of the galaxy.

The emission detected in the upper right corner of Fig. 1 seems to be from a background galaxy, i.e., an emission line falling in the same velocity range as $\text{H}\alpha$ for HCG 2. Its morphology, as per inspection of the CTIO image of the group, seems to be that of a giant galaxy at a high redshift.

4.1.2. HCG 7

This group is formed by four objects, three late-type galaxies (Sb, SBc and SBc) and one early-type (SB0) galaxy (Hickson 1993). HCG 7a and HCG 7c are strong FIR sources

(Allam et al. 1996; Verdes-Montenegro et al. 1998). Shimada et al. (2000) classified the nuclear activity in HCG 7a as an HII type.

HCG 7a shows $\text{H}\alpha$ emission in several knots through the arms (see Fig. 3) as was also noted in Vilchez et al. (1998). The central region displays a peak in the monochromatic and continuum image. The velocity field of this galaxy is very peculiar, strong asymmetries around the major axis are observed on both sides of the galaxy. Moreover, in the center (inside 3 kpc), strong non-circular motions are observed with the velocities reaching high values of 290 km s^{-1} in the rotation curve (see Fig. 7d). The velocity dispersion map for HCG 7a displays a high value of 55 km s^{-1} in the center of the galaxy, corresponding to the central HII region visible in the monochromatic map. The other HII regions of this galaxy do not show high velocity dispersions. The bump in the central region of the rotation curve has already been found in other galaxies such as UGC 6118

732

S. Torres-Flores et al.: Dynamic stages of compact groups of galaxies

Fig. 7. Rotation curves for individual galaxies in our sample. The parameters used to derive the rotation curves are given in each plot (PA: position angle, i : inclination). The adopted galaxy center is the morphological center. The horizontal error bars represent the $\pm 1\sigma$ radius dispersion weighted by $\cos(\theta)$, where θ is a polar coordinate in the plane of the galaxy.

(Epinat et al. 2008a). The peak in the inner part corresponds to a region of high monochromatic emission and might be the result of a small bar, associated with the HII regions in the central parts. However, there is no previous mention of a stellar bar present for this galaxy. Both stellar and gaseous major axes appear to be aligned, probably due to the high inclination of the galaxy.

The SBc galaxy HCG 7d has been observed twice; the two observations are presented in Figs. 3 and 4. This galaxy shows strong H α emission at the end of its bar, visible in the HST archival image and in several knots in their southwest arm. On the northeast side of this object, the intensity of H α emission is lower than that on the south-west side. The monochromatic

Fig. 8. Rotation curve for NGC 92. See also caption of Fig. 7.

map of HCG 7d shown in Fig. 4 displays emission in the east and west side of the galaxy, which is not detected in the monochromatic image of Fig. 3 or in the r -band image. We suspect that this signature is noise or residual emission from the OH subtraction. The velocity field of HCG 7d clearly shows the presence of the bar (see Fig. 4). The kinematic PA differs by 27° and 50° compared to the optical PA given in Mendes de Oliveira et al. (2003) and Hyperleđa, respectively. The velocity dispersion map does not show any particular features. The rotation curve is quite regular, reaching a plateau of 100 km s^{-1} from 7 (2 kpc) to $30''$ (8 kpc). We conclude that this galaxy has a regular velocity field and rotation curve.

HCG 7b shows a weak $H\alpha$ emission in its center but the observations are truncated by the edge of the field of view. No information can be extracted from this velocity field.

Mendes de Oliveira et al. (2003) analyzed HCG 7c using Fabry-Perot data and did not find peculiarities in its velocity field.

We note that the rotation curves for the galaxies in this group do not reach the optical radius R_{25} , except for HCG 7c. This could be related to the fact that in HCG 7 about 80% of the HI content of the member galaxies is missing (Verdes-Montenegro et al. 2001).

4.1.3. HCG 22

This group, composed of a triplet of galaxies with concordant redshifts, contains a bright elliptical and two spiral galaxies in its core (morphological types E2, Sa and SBcd according to Hickson 1993). Coziol et al. (1998) classified the nuclear region of HCG 22a as a dwarf Seyfert 2 and Gallagher et al. (2008) did not find evidence for any excess mid-infrared emission in this object. Verdes-Montenegro et al. (1998) gave upper limits for the IR luminosities of HCG 22b and HCG 22c ($\log L_{\text{IR}} < 8.55 L_\odot$ and $\log L_{\text{IR}} = 8.88 L_\odot$ respectively).

The monochromatic map of HCG 22c (in Fig. 5) shows several HII regions that belong to the arms of this galaxy, with a patchy appearance. Moreover, there is faint $H\alpha$ emission in the intra-arm region. The velocity field seems to be regular, with a misalignment of about 30° between the kinematic and optical PA. The velocity dispersion map does not show any particular features. The rotation curve displayed in Fig. 7f shows almost a linear shape, like a solid-body rotator, particularly in the north-west part of the galaxy, steadily rising from 0 to 125 km s^{-1} out

to $30''$ (5 kpc). From $30''$ (5 kpc) to $45''$ (7 kpc) the velocity rises from 125 km s^{-1} to 170 km s^{-1} . In the inner part of the rotation curve (inside $15''$), the approaching and receding sides do not match; however, from 20 to $45''$, both sides are in agreement.

The early-type spiral HCG 22b only shows weak $H\alpha$ emission in its central region. Therefore, the velocity field, which appears to be uniform, is poorly determined and it is not possible to obtain a rotation curve with the data in hand. HCG 22b shows a high velocity dispersion equal to 48 km s^{-1} in its center, which corresponds to the bright emission visible in the monochromatic map. HCG 22b exhibits extended shells clearly seen in the B and R -band images, as shown in Fig. 9.

4.1.4. NGC 92

This galaxy is part of the Phoenix compact group formed by NGC 92, NGC 88 and NGC 89 and NGC 87 (Rose 1979). This group is also known as Rose 34 (Rose 1977) and SCG 0018-4854 (Iovino et al. 2002). NGC 92 and NGC 88 are LINERs (Coziol et al. 2000) while NGC 89 is a Seyfert 2 galaxy (e.g. Pompei et al. 2007).

NGC 92 is classified as an Sa galaxy (Prugniel et al. 1998). It shows a prominent tidal tail in the south east direction also clearly visible in the $H\alpha$ image of Temporin et al. (2005). The velocity field presented in Fig. 6 shows a disk-like rotation with a wide radial velocity range (from 3641 km s^{-1} to 3183 km s^{-1}). The position angle of the velocity field changes from 8° to 28° over a 40 arcsec radius. Even with this strong change in the position angle, the velocity field is fairly regular. The center of the velocity field clearly shows double components. The second component is better defined in the blue part of the velocity field than in the red part, where it fades. Along the tail, this second component appears at the tip of the tail, but it is not possible to follow it all across the tail. Such double profiles have been observed in other asymmetric galaxies (e.g. UGC 3334, GHASP sample) and a tidal arm with an almost constant radial velocity has also been observed (e.g. UGC 3429, GHASP sample). The monochromatic map (Fig. 6) shows a very bright emission in the galaxy center. Much lower intensity emission regions are located in the northern region and across the tidal tail. These coincide with blobs also detected in the NUV-band image from GALEX (see Fig. 16). The central emission of NGC 92 shows a geometry consistent with spiral arms. There are a few hot spots along the tail also consistent with the GALEX image (see Fig. 16). The maximum velocity dispersion shown is $\sim 70 \text{ km s}^{-1}$ but looking at the profiles it is obvious that several components are present. The dispersion map shows a higher velocity dispersion in the center of the galaxy than in its outskirts and tidal tail. In the center, the average velocity dispersion is 45 km s^{-1} . Regions 1–3, detected with GALEX, have a lower velocity dispersion, less than 25 km s^{-1} . The receding side reaches a rotational velocity of 243 km s^{-1} and the approaching side reaches 246 km s^{-1} . The long tidal tail appears as an extension of the approaching side of the rotation curve, with a constant velocity of 160 km s^{-1} from 70 to $120''$. As HCG 7a, the rotation curve of NGC 92 presents a bump in velocity within $20''$ (5 kpc) that could be interpreted as a signature of non circular motion.

We also detected $H\alpha$ emission at the center of NGC 88. However, we did not attempt to derive any rotation curve because this object is located at the edge of the image. However, we note that the velocity field appears uniform.

734

S. Torres-Flores et al.: Dynamic stages of compact groups of galaxies

Fig. 9. R-band image of HCG 22b.

4.2. Field density of UV emitting regions

In Figs. 10 to 16 we show the *GALEX* NUV images for each compact group where sources are numbered in circles of 4'' radius. We cannot exclude the possibility that these regions are not related to the groups, given that we do not have redshift information for most of them. However, a similar search by de Mello et al. (2008a) using *GALEX* images of HCG 100 was able to detect two TDGs within the HI tail (which were spectroscopically confirmed by Urrutia-Viscarra et al. 2009). Moreover, de Mello et al. (2008b), using *GALEX* images, have detected star-forming regions in the vicinity of the HI bridge between M 81 and M 82. Therefore, these two multiwavelength studies show that this approach is successful in identifying at least some star-forming regions in the intragroup medium. Determination of the membership and the true nature of these regions will have to await spectroscopy with large telescopes.

In order to evaluate whether our targets contain an excess of ultraviolet emitting regions in their vicinity, we have calculated the density of objects in the compact group field and in the control sample (CS). The field density was defined as the number of regions inside a circle of two group radii (see Sect. 3.2) divided by the area of that field after exclusion of the areas occupied by the galaxies, as described below. Regions detected inside the optical contours of group members (within R_{25}) were eliminated, since we are searching for star formation outside galaxies. This was done by discarding all regions inside an ellipse with major and minor axes a and b , which correspond to the length of the major and minor axes of the $\mu_B = 25$ mag arc $^{-2}$ isophote given in Hickson (1993). For galaxies HCG 92b and d, we found it necessary to recompute the region within the R_{25} isophote using the B image presented in Mendes de Oliveira et al. (2001), given the strong isophote overlap between these two systems. We note that three star-forming regions located over the tidal tail of NGC 92 were included in our analysis, given that these objects are located at projected distances outside the main body of this galaxy. We did not consider the area of each galaxy when estimating the total area of the group. No excess of ultraviolet emitting sources is detected in HCG 2, HCG 7, HCG 23 and NGC 92, when the groups are compared with the CS fields. Table 2 shows the spatial densities of objects around each compact group and in three control fields. HCG 92 contains the highest field density (0.28 ± 0.05 objects arcmin $^{-2}$) in our sample. Most of the regions detected in this group are located in the tidal tails of NGC 7318A, NGC 7318B and NGC 7319. We detected UV emission in all intergalactic HII regions found by Mendes de Oliveira et al. (2004), confirming the results by

Fig. 10. NUV band image for HCG 2. The smaller circles show the detected regions. The large circle has a radius of twice the minimum circle that contains the galaxies members of the group, which are named with capital letters.

Fig. 11. NUV band image for HCG 7. See caption of Fig. 10.

Xu et al. (2005). Besides HCG 92, HCG 22 also has an excess of ultraviolet sources compared with their control sample. In this group, some of the UV detected regions show 8 μ m emission (Johnson et al. 2007). Although the field density of HCG 100 is slightly higher than in the CS fields, the error bars are large. Therefore, we have not found any significant excess of ultraviolet emitting regions in the intragroup field of HCG 100, when compared to the field density of the control sample. We note that the background counts are solely based on the observed counts in the control fields, not taking into account existing redshift

Table 2. Field density Σ (#objects arcmin⁻²)

Compact group	Σ Compact group	Σ Control sample 1	Σ Control sample 2	Σ Control sample 3
HCG 2	0.07 ± 0.03	0.07 ± 0.02	0.05 ± 0.02	0.16 ± 0.03
HCG 7	0.15 ± 0.04	0.16 ± 0.03	0.20 ± 0.03	0.17 ± 0.03
HCG 22	0.25 ± 0.07	0.12 ± 0.03	0.11 ± 0.03	0.13 ± 0.03
HCG 23	0.06 ± 0.02	0.08 ± 0.02	0.13 ± 0.03	0.11 ± 0.03
HCG 92	0.28 ± 0.05	0.05 ± 0.02	0.08 ± 0.02	0.08 ± 0.02
HCG 100	0.20 ± 0.07	0.09 ± 0.02	0.08 ± 0.02	0.14 ± 0.03
NGC 92	0.16 ± 0.07	0.23 ± 0.03	0.20 ± 0.03	0.12 ± 0.02

Fig. 12. NUV band image for HCG 22. See caption of Fig. 10.

Fig. 13. NUV band image for HCG 23. See caption of Fig. 10.

information for individual regions, given that very few of them have known redshifts.

4.3. FUV–NUV color distribution

Since we are interested in young regions, we conservatively focused this analysis on objects bluer than $FUV-NUV = 1$. We chose this limit based on the work of Gil de Paz et al. (2007) where it is reported that colors bluer than $FUV-NUV = 0.9$ are typical of spiral and late-type galaxies. Objects with colors redder than $FUV-NUV = 1$ (see Figs. 18 and 19) account only for 6% of the total intragroup regions, 5% being stars (see Sect. 4.4). In the case of the control sample, objects with colors redder than $FUV-NUV = 1$ correspond to 6% of the total. Tables 3 to 9 show the FUV–NUV colors for all detected regions in the compact group fields.

The FUV–NUV color distributions of the intragroup sources together with their respective CSs are shown in Fig. 17. We found that the CS color distributions are similar between themselves with the exception of that for HCG 23. We also found that only the intragroup regions of HCG 92 and HCG 100 show a blue FUV–NUV color distribution, as compared to the CS. HCG 92 has the bluest FUV–NUV average in this sample, $FUV-NUV = 0.13 \pm 0.26$. Although the average in FUV–NUV color for HCG 100 is not among the bluest in this sample, $FUV-NUV = 0.41 \pm 0.40$, the color distribution shows

a bimodal appearance, with a blue peak with a mean color of zero.

The intragroup color distribution is similar for HCG 7 and HCG 22. In both cases the intragroup FUV–NUV average is redder than their CS, as shown in Fig. 17. From the same figure, HCG 2 shows a bimodal distribution, with a peak on the red side of the FUV–NUV color and a distribution similar to the control sample. In the case of HCG 23, the intragroup distribution shows no special signature compared to the control sample distribution. NGC 92 presents a single peak in the FUV–NUV distribution, with an average color equal to 0.28 ± 0.15 . We note that NGC 92 contains only five detected intragroup regions, the lowest number in our sample.

HCG 7 has the reddest FUV–NUV average of all groups, 0.52 ± 0.32 . Of a total of 14 regions, 4 regions (29% of the intragroup sample) present colors bluer than the average FUV–NUV color for their control sample and 3 of them are located close to HCG 7c. Region #5 is the bluest object in this compact group and shows stellar characteristics in the SDSS image. This object is 57.9 kpc away from HCG 7c.

The distribution of colors of intragroup objects in HCG 2 has an average FUV–NUV color of 0.47 ± 0.38 . We found 3 regions (50% of the intragroup sample) bluer than the average FUV–NUV of their control sample: region #4, #5 and #6, located of 58.2 kpc, 75.9 kpc and 39.2 kpc away from the closest galaxy (HCG 2b, HCG 2c and HCG 2c respectively). These objects show an extended morphology in our R-band

736

S. Torres-Flores et al.: Dynamic stages of compact groups of galaxies

Table 3. Observed and derived properties for HCG 2 regions.

ID	RA (2000)	Dec (2000)	FUV	NUV	FUV–NUV ^a	Age ^b (Myr)
1	7.81289	8.50144	20.04 ± 0.04	19.04 ± 0.02	0.85 ± 0.05	40.8
2	7.82440	8.48604	21.46 ± 0.10	20.67 ± 0.06	0.49 ± 0.11	
3	7.84238	8.47191	19.58 ± 0.05	18.73 ± 0.02	0.91 ± 0.12	
4	7.78734	8.44088	21.99 ± 0.14	21.40 ± 0.10	0.33 ± 0.14	
5	7.80517	8.37961	20.99 ± 0.07	20.85 ± 0.06	0.05 ± 0.09	
6	7.88140	8.36569	20.00 ± 0.04	19.72 ± 0.03	0.16 ± 0.07	

^a Using a fixed aperture of 4"; ^b age from FUV–NUV using Thilker et al. (2007).

Table 4. Observed and derived properties for HCG 7 regions.

ID	RA (2000)	Dec (2000)	FUV	NUV	FUV–NUV ^a	Age ^b (Myr)
1	9.83047	0.93806	21.86 ± 0.10	21.41 ± 0.09	0.36 ± 0.13	3.6
2	9.81752	0.91055	21.83 ± 0.11	20.74 ± 0.05	0.90 ± 0.13	
3	9.78083	0.91679	22.10 ± 0.11	21.09 ± 0.06	0.70 ± 0.12	
4	9.84691	0.90873	21.81 ± 0.10	20.95 ± 0.07	0.65 ± 0.14	
5	9.92126	0.90774	20.22 ± 0.04	20.23 ± 0.03	-0.14 ± 0.05	
6	9.84480	0.90307	22.48 ± 0.13	21.18 ± 0.08	0.93 ± 0.16	
7	9.78668	0.88524	21.38 ± 0.08	20.35 ± 0.04	0.71 ± 0.11	12.2
8	9.86793	0.86351	20.29 ± 0.05	19.79 ± 0.03	0.49 ± 0.08	
9	9.85452	0.84667	22.33 ± 0.12	21.33 ± 0.06	0.76 ± 0.13	
10	9.86234	0.83872	21.24 ± 0.07	20.89 ± 0.05	0.27 ± 0.09	
11	9.92238	0.81964	21.82 ± 0.09	21.76 ± 0.08	-0.05 ± 0.12	
12	9.79487	0.81829	22.39 ± 0.13	21.61 ± 0.09	0.43 ± 0.14	
13	9.83494	0.79998	22.46 ± 0.13	21.55 ± 0.09	0.75 ± 0.16	
14	9.84611	0.79318	22.46 ± 0.14	21.65 ± 0.11	0.46 ± 0.17	

^a Using a fixed aperture of 4"; ^b age from FUV–NUV using Thilker et al. (2007).

Fig. 14. Zoom of the central region of HCG 92 (NUV band image). See caption of Fig. 10. Galaxy names were taken from Mendes de Oliveira et al. (2004).

Fig. 15. NUV band image for HCG 100. See caption of Fig. 10.

image. Regions #2 and #3 seem to be associated with the regions identified in the monochromatic map of HCG 2, as we noted in Sect. 4.1.1.

In the case of HCG 22, the objects in the intragroup medium have an average FUV–NUV color of 0.32 ± 0.26 and this group

contains 6 regions (46% of the intragroup sample) bluer than the average color of the control sample counterparts.

For HCG 23, the FUV–NUV average is 0.36 ± 0.28 , with 3 regions (33% of the intragroup sample) being bluer than their control sample.

Table 5. Observed and derived properties for HCG 22 regions

ID	RA (2000)	Dec (2000)	FUV	NUV	FUV-NUV ^a	Age ^b (Myr)	Velocity ^c (km s ⁻¹)
1	45.86570	-15.59343	22.04 ± 0.19	21.45 ± 0.09	0.57 ± 0.20		
2	45.82517	-15.60148	21.79 ± 0.15	21.39 ± 0.09	0.10 ± 0.16	60.8	
3	45.93254	-15.60869	21.57 ± 0.14	21.31 ± 0.09	-0.05 ± 0.16	12.2	
4	45.83071	-15.61531	21.93 ± 0.18	21.27 ± 0.10	-0.05 ± 0.20	12.2	
5	45.89130	-15.62050	22.07 ± 0.18	21.63 ± 0.12	0.04 ± 0.20	37.3	
6	45.94355	-15.62937	21.15 ± 0.10	20.59 ± 0.06	0.20 ± 0.13		
7	45.89273	-15.63312	21.42 ± 0.14	20.59 ± 0.06	0.52 ± 0.16		
8	45.84404	-15.64084	21.85 ± 0.17	21.11 ± 0.09	0.26 ± 0.20		
9	45.83414	-15.64766	20.70 ± 0.10	20.26 ± 0.05	0.35 ± 0.15		29108
10	45.84662	-15.65240	22.24 ± 0.20	20.90 ± 0.09	0.54 ± 0.25		
11	45.86941	-15.66216	21.13 ± 0.11	20.08 ± 0.04	0.58 ± 0.13		
12	45.84815	-15.66981	21.60 ± 0.14	21.01 ± 0.07	0.37 ± 0.15		
13	45.87857	-15.68500	21.29 ± 0.12	19.76 ± 0.04	0.72 ± 0.15		9342

^a Using a fixed aperture of 4''; ^b age from FUV-NUV using Thilker et al. (2007); ^c velocity taken from de Carvalho et al. (1997) and Hickson et al. (1992) for object 9 and 13 respectively.

Table 6. Observed and derived properties for HCG 23 regions.

ID	RA (2000)	Dec (2000)	FUV	NUV	FUV-NUV ^a	Age ^b (Myr)	Velocity ^c (km s ⁻¹)
1	46.71703	-9.56431	21.64 ± 0.11	21.02 ± 0.05	0.50 ± 0.10		
2	46.79337	-9.57706	18.67 ± 0.03	17.86 ± 0.01	0.49 ± 0.05		10150
3	46.71273	-9.59288	19.81 ± 0.04	19.51 ± 0.02	0.41 ± 0.07		
4	46.71515	-9.60920	21.55 ± 0.14	21.24 ± 0.07	0.45 ± 0.13		
5	46.72348	-9.62984	20.49 ± 0.07	19.31 ± 0.03	0.45 ± 0.08		
6	46.79189	-9.62909	21.64 ± 0.10	20.56 ± 0.03	0.82 ± 0.09		
7	46.81795	-9.63047	21.30 ± 0.09	21.29 ± 0.06	-0.07 ± 0.09	10.0	
8	46.77020	-9.67570	21.11 ± 0.09	20.87 ± 0.04	0.20 ± 0.08		
9	46.78895	-9.48790	19.90 ± 0.05	19.90 ± 0.02	0.00 ± 0.05	21.5	5283

^a Using a fixed aperture of 4''; ^b age from FUV-NUV using Thilker et al. (2007); ^c velocity taken from de Carvalho et al. (1997) and Hickson et al. (1992) for object 9 and 2 respectively.

Fig. 16. NUV band image for NGC 92. See caption of Fig. 10.

As we noted before, HCG 92 has the bluest FUV-NUV average and distribution. In this group, 78% of the intragroup candidates (28 regions) are bluer than the value for the FUV-NUV

control sample average, mainly placed in the tidal tails, as has been reported in Mendes de Oliveira et al. (2001). The regions in common between that work and ours are indicated in the second column of Table 7.

In HCG 100, we found 4 regions (50% of the intragroup sample) bluer than the average values of the CS FUV-NUV: regions #4 (#4), #6 (#6), #7 (#13) and #8 (#14). Note that our identification in Table 8 is not the same as in de Mello et al. (2008a), the latter are given in parentheses.

In NGC 92, 60% of the regions are bluer than the average color of the regions of the control sample. Interestingly, the bluest regions in this group, #1, #2 and #3, are located in the tidal tail of NGC 92, where it is possible to note a gradient in the FUV-NUV color along the tail, with the bluest region located at the end of the tidal tail. Similar effects were reported by Hibbard et al. (2005) for NGC 4038/39.

Considering the relatively small size of our samples and large dispersions in the averages, we have to be particularly careful in our analysis. Therefore, instead of comparing average numbers, we performed the Kolmogorov-Smirnov (KS) statistical test comparing the color distribution of each group with its corresponding control sample (Table 10). The most significant result is for HCG 92, where the intragroup FUV-NUV color distribution shows only a 0.001% probability of being drawn from the control sample distribution. For the other groups, HCG 2, HCG 22, and NGC 92 have distributions similar to their control samples, at the 67%, 47%, and 96% level, respectively. HCG 7 and HCG 100, on the other hand, are similar only at 6% and

738

S. Torres-Flores et al.: Dynamic stages of compact groups of galaxies

Table 7. Observed and derived properties for HCG 92 regions.

ID	ID ^a	RA (2000)	Dec (2000)	FUV–NUV ^b	Age ^c (Myr)	Velocity ^d (km s ⁻¹)
1	...	339.11306	34.03644	-0.09 ± 0.08	5.1	
2	...	339.10057	34.04839	0.73 ± 0.12		
3	...	339.08941	33.96354	0.53 ± 0.13		
4	a	339.06386	33.98405	-0.16 ± 0.10	3.4	6600
5	...	339.06090	34.02086	-0.56 ± 0.03	0.1	
6	b	339.05867	33.97303	-0.12 ± 0.13	3.9	6651
7	...	339.05790	33.96437	-0.09 ± 0.11	5.1	
8	d	339.04965	33.98702	-0.18 ± 0.10	3.2	6616
9	...	339.04965	33.95852	0.20 ± 0.07		
10	...	339.04957	34.02240	0.20 ± 0.12		
11	c	339.04842	33.98374	0.30 ± 0.12		6565
12	...	339.04518	34.03890	0.37 ± 0.11		
13	...	339.03988	33.93911	0.47 ± 0.11		
14	...	339.03426	33.98144	0.21 ± 0.13		
15	...	339.01353	33.99232	0.00 ± 0.13	21.5	
16	...	339.00492	33.89762	0.41 ± 0.07		
17	...	339.00299	33.99783	-0.2 ± 0.10	3.1	
18	10	339.00132	33.96527	0.14 ± 0.04		
19	...	339.00029	33.92982	0.49 ± 0.07		
20	...	339.00018	33.96802	0.19 ± 0.04		
21	12	338.99871	33.96096	0.2 ± 0.04		
22	7	338.99737	33.97522	0.16 ± 0.05		
23	...	338.99687	33.99399	0.04 ± 0.10	37.3	
24	14	338.99626	33.95968	0.13 ± 0.03		
25	13	338.99283	33.98158	0.02 ± 0.03	30.5	
26	5	338.98729	33.96068	0.11 ± 0.05		
27	16	338.98496	33.97171	0.05 ± 0.04	40.8	
28	8	338.98478	33.95249	-0.07 ± 0.07	10.0	
29	23	338.98404	33.98615	0.25 ± 0.08		
30	...	338.98385	33.94899	-0.02 ± 0.08	19.1	
31	...	338.98203	33.96181	0.00 ± 0.03	21.5	
32	18	338.98033	33.95322	-0.11 ± 0.05	4.0	
33	22	338.97658	33.95873	0.23 ± 0.08		
34	20	338.97609	33.95446	-0.02 ± 0.04	19.1	
35	21	338.95747	33.94368	0.55 ± 0.09		
36	...	338.94114	33.91203	0.44 ± 0.11		

^a ID in Mendes de Oliveira et al. (2001, 2004); ^b using a fixed aperture of 4"; ^c age from FUV–NUV using Thilker et al. (2007); ^d taken from Mendes de Oliveira et al. (2004).

33% levels respectively (note that for HCG 7 regions are on average redder than the CS regions). If we take the intragroup sample of de Mello et al. (2008a) for HCG 100 and its respective control sample, we find only a 6% probability, which confirms that de Mello et al. (2008a) intragroup regions are significantly bluer than regions outside the group.

In order to increase our control sample and improve our statistics, we generated one total control sample by adding all control samples (Table 10). The average UV color for the total control sample is $FUV-NUV = 0.35 \pm 0.25$. This value is slightly lower than the peak in the $FUV-NUV$ color distribution given in Gil de Paz et al. (2007) ($FUV-NUV \approx 0.4$) but still consistent with it. This small difference is due to our criterios of colors bluer than $FUV-NUV = 1$. When we consider the control sample in the same range of colors as Gil de Paz et al. (2007) ($-0.4 \leq FUV-NUV \leq 3.2$), our average is $FUV-NUV = 0.4$.

HCG 92, HCG 22 and NGC 92 have $FUV-NUV$ averages $FUV-NUV = 0.13 \pm 0.26$, $FUV-NUV = 0.32 \pm 0.26$, $FUV-NUV = 0.28 \pm 0.15$ bluer than the total control sample ($FUV-NUV = 0.35 \pm 0.25$). When we compare each group sample with the total CS, the KS test gives the lowest probabilities for HCG 92 (~0%), HCG 7 (3%), and HCG 100 (8% or 32%

depending if we use de Mello et al. (2008a) or the HCG 100 generated in this work).

Finally, we added all regions of all groups and compared the $FUV-NUV$ distribution with that of the total control sample. We find a probability of 0.005% that CS and group regions are drawn from the same distribution of colors. However, when we remove from the list all regions belonging to HCG 92 and HCG 100, the probability increases to 48%. Therefore, we conclude that this is clear evidence that these two groups are significantly different from the other five in this respect. Moreover, as shown in Sect. 5.3, these two groups are also unique in their HI properties.

4.4. Colors, photometric ages and SFR

In Fig. 18 we plot $FUV-NUV$ and $FUV-R$ colors of the intragroup candidates (colors estimated inside a fixed aperture of 4" radius) and the stellar population synthesis models given in Thilker et al. (2007). These models are tuned for *GALEX* and optical colors, using an instantaneous burst, a solar metallicity and Chabrier IMF. We plot models assuming intrinsic colors and reddened colors for $E(B-V) = 0.2$ and a Milky Way attenuation law ($R_V = 3.1$). We note that bluer objects than $FUV-NUV \leq 0.25$ are located close to the Milky Way attenuation law. On the other hand, objects redder than this value are mostly placed between the models with a Milky Way extinction law and with no extinction. Gil de Paz et al. (2007), using more than one thousand galaxies, suggested that the attenuation law in the UV is different from a pure Galactic extinction law (Fig. 8b in Gil de Paz et al. 2007). From this fact and from Fig. 18, we conservatively estimated ages of all objects with $FUV-NUV < 0.1$ using Thilker et al. (2007) with Milky Way extinction corrections. Tables 3 to 9 show the ages for each region. In Fig. 18, we show the intergalactic HII regions (IHII) detected in Mendes de Oliveira et al. (2004) where we can see that two of the four spectroscopically confirmed IHII regions can be adjusted by the Milky Way extinction law.

For each region with known distance, we estimated the Star Formation Rate (SFR) using the ultraviolet luminosity of each object. In order to correct luminosities for the dust effect, we used our $FUV-NUV$ colors to obtain the total-infrared to FUV ratio (IR/FUV) for each galaxy using Eq. (11) of Gil de Paz et al. (2007), since we do not have infrared data for our galaxies. The A_{FUV} value was then obtained inserting the derived value of IR/FUV , estimated as above, in the Eq. (2) of Buat et al. (2005). The UV luminosity is a tracer of star formation since most of the UV photons coming from a galaxy are produced by young stars. In this case, the SFR is proportional to the UV luminosity emitted by OB stars, under the assumption that the SFR is approximately constant over this timescale (Iglesias-Páramo et al. 2006). The SFR was estimated (Table 9) using the equations given by Iglesias-Páramo et al. (2006) and the FUV luminosities for each region. Note that the dispersion found in Eq. (11) of Gil de Paz et al. (2007) is quite high (0.36 dex), and therefore this introduces large uncertainties in the derived values of the UV attenuation and consequently in the determined values of SFRs (listed only for three regions with known redshifts for group NGC 92, see Table 9).

Figure 19 shows the $NUV-R$ versus $FUV-NUV$ plot for all regions where we also include objects with colors redder than $FUV-NUV = 1$. The reddest object in HCG 2 is outside the region populated by early-type objects (defined by Gil de Paz et al. 2007) and shows a stellar morphology in our *R*-band image. Two of the HCG 7 sources also show a stellar profile in the *r*-band image, therefore, only one object with color $FUV-NUV \geq 1$ shows

Table 8. Observed and derived properties for HCG 100 regions.

ID	ID ^a	RA (2000)	Dec (2000)	FUV	NUV	FUV–NUV ^b	Age ^c (Myr)
1	...	0.37526	13.16465	21.90 ± 0.10	21.38 ± 0.06	0.47 ± 0.10	
2	...	0.30563	13.17565	21.70 ± 0.08	20.29 ± 0.03	0.81 ± 0.07	
3	...	0.34740	13.16286	21.34 ± 0.07	20.31 ± 0.04	0.82 ± 0.09	
4 ^d	4 ^d	0.29263	13.08581	21.39 ± 0.09	20.95 ± 0.07	0.00 ± 0.10	21.49
5	...	0.30592	13.14859	21.79 ± 0.11	20.70 ± 0.06	0.91 ± 0.12	
6	6	0.30766	13.16278	20.38 ± 0.05	19.92 ± 0.03	0.23 ± 0.06	
7	13	0.37282	13.09862	19.65 ± 0.03	19.19 ± 0.02	0.07 ± 0.05	48.75
8	14	0.37734	13.10402	21.51 ± 0.08	21.12 ± 0.07	−0.06 ± 0.08	10.86
...	3 ^d	0.27220	13.02360	21.21 ± 0.09	21.61 ± 0.08	−0.40 ± 0.12	<1

^a ID in de Mello et al. (2008a); ^b using a fixed aperture of 4''; ^c age from FUV–NUV using Thilker et al. (2007); ^d recently obtained spectroscopy confirms these regions as part of HCG 100 (Urrutia-Viscarra et al. 2009).

Table 9. Observed and derived properties for NGC 92 regions.

ID	RA (2000)	Dec (2000)	FUV	NUV	FUV–NUV ^a	Age ^b (Myr)	SFR_{FUV}^c ($M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$)	Velocity (km s^{-1}) ^d
1	5.39251	−48.63508	20.04 ± 0.03	19.67 ± 0.02	0.34 ± 0.07		0.008	3283
2	5.39949	−48.64607	20.55 ± 0.04	20.31 ± 0.01	0.19 ± 0.06		0.003	3289
3	5.41036	−48.64908	18.96 ± 0.02	18.77 ± 0.01	0.06 ± 0.04	44.6	0.011	3294
4	5.32479	−48.64329	21.38 ± 0.07	19.99 ± 0.03	0.43 ± 0.08			
5	5.33817	−48.67298	21.75 ± 0.10	21.07 ± 0.05	0.38 ± 0.12			

^a Using a fixed aperture of 4''.

^b Age from FUV–NUV using Thilker et al. (2007).

^c SFR ($M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$) from Iglesias-Páramo et al. (2006) using FUV corrected for internal extinction from Gil de Paz et al. (2007) and Buat et al. (2005). Note that these values have uncertainties of typically a factor of 2, given that we have no measured IR/UV ratios for these objects.

^d Estimated from the velocity field.

Table 10. Statistical values.

	Each control sample		Total control sample	
	D^a	P^b	D	P
HCG 2	0.29	0.67	0.30	0.56
HCG 7	0.36	0.06	0.37	0.03
HCG 22	0.25	0.47	0.18	0.79
HCG 23	0.31	0.39	0.29	0.39
HCG 92	0.40	0.00	0.42	0.00
HCG 100	0.33	0.33	0.32	0.32
HCG 100 ^c	0.35	0.06	0.31	0.08
NGC 92	0.21	0.96	0.22	0.95
All Regions ^d			0.20	0.00
All Regions ^e			0.21	0.00

^a D is the maximum vertical deviation between two cumulative distributions in the K-S statistics.

^b P gives the significance level of the K-S statistic. Small values of P show that the cumulative distribution function of CS is significantly different from intragroup regions.

^c Colors of HCG 100 objects from de Mello et al. (2008a) were estimated using fixed aperture.

^d Using HCG 100 detected regions from this work.

^e Using HCG 100 detected regions from de Mello et al. (2008a).

an extended morphology. In the case of HCG 92, two objects with colors redder than $FUV-NUV = 1$ resemble stars (these are objects without R -band information). Another 4 objects in the plot show colors slightly redder than $FUV-NUV = 0.9$, which is the limit defined by Gil de Paz et al. (2007) as typical of early-type galaxies. However, considering the relatively large error bars they could also be classified as spiral galaxies. All other intragroup candidates have colors typical of late-type galaxies.

5. Discussion

5.1. Kinematics and the evolutionary stage of each group

We used the scheme devised by Amram et al. (2003) and Plana et al. (2003) to classify galaxies for which we have Fabry-Perot velocity maps as interacting or not, based on the analysis of their 2D velocity fields and the determination of seven interaction indicators. The first indicator of interactions is the presence of strong peculiarities in the velocity field, which may display non-circular motion. A highly peculiar velocity field, not common for normal galaxies (see e.g. Epinat et al. 2008a,b), is a strong sign of interaction. A perturbed velocity field leads, by consequence, to a peculiar rotation curve, except if the asymmetries seen in the velocity field are smoothed by azimuthal averaging. This is the case, for example, for HCG 7a which shows an asymmetric velocity field with respect to the major axis (Fig. 3), completely smoothed on the rotation curve after the azimuthal averaging (Fig. 7d). On the other hand, asymmetries with respect to the minor axis of the velocity field are easier to notice by comparing both sides of the rotation curve than by inspecting the velocity field. Therefore, we introduce this specific interaction indicator which refers to asymmetries in the shapes of the rotation curves. A rotation curve is considered peculiar when it is not possible to match the shape of the receding with that of the approaching side, no matter how one chooses the galaxy kinematic center and systemic velocity.

The third and fourth indicators refer to the orientation of the PA of the galaxy. Epinat et al. (2008b) showed that 21% (33 objects) of field late-type galaxies from the GHASP survey have a misalignment between kinematic and morphological axes greater than 20°. From these 33, if we remove galaxies with low inclinations and with poor morphological PA

740

S. Torres-Flores et al.: Dynamic stages of compact groups of galaxies

Fig. 17. Normalized histograms showing FUV-NUV distributions. Solid line: intragroup regions. Dashed line: control sample. Averages for each FUV-NUV color distribution are shown as CG, for compact group and CS, for control sample. Values for the standard deviation are indicated in parentheses. The error bar in the x -axis is estimated to be 0.2 mag.

determinations, almost all remaining ones have bars. This means that for field galaxies (as represented by the GHASP sample), the misalignment between stellar and kinematic axes happens quite rarely, except for barred galaxies. The presence of a bar has not been proven observationally to be directly associated with interactions, although several N -body simulation studies of bar formation have suggested that a connection between galaxy-galaxy interaction and bar formation exists and depends on the orbital parameters of the encounter (e.g. Debatista et al. 2006; Gerin et al. 1990a). On the other hand, it has been observed that in several non-barred interacting galaxies, there is a clear misalignment between the gas and stellar PA or a change of PA along the major axes, given that accreted gas can settle in a different disk (e.g. galaxies in HCG 16, Mendes de Oliveira et al. 1998; and in HCG 100, Plana et al. 2003). For this reason we include

“gaseous versus stellar major-axis misalignment” and “changing position angle along major axis” as interaction indicators in Table 11, although we have to keep in mind that these indicators may also be related to the existence of a bar (such cases are flagged in Table 11 with footnote b).

Another indicator is the presence of multiple components in the $H\alpha$ profiles. It is used to show evidence for strong interactions or mergers although such profiles could, in general, also be associated with the presence of an AGN. Finally, the last indicators are related to the existence of tidal tails, if the galaxy has high IR emission or not and the presence of central activity for each galaxy. A list with these parameters for all galaxies studied here is given in Table 11. The first four indicators for members of HCG 23 and the galaxies HCG 22a, NGC 88 and NGC 89 are not included in the table because no Fabry-Perot data are

Fig. 18. GALEX FUV–NUV versus FUV–R of the intragroup objects. Models from Thilker et al. (2007) are shown as a solid line (no extinction correction) and dotted line (internal extinction of the Milky Way $E(B - V) = 0.2$). Crosses mark ages 10, 50, 100, 200, and 500 Myr, from the bottom right to the top left. We show only a few objects for HCG 92 due to the small field of view of the optical image compared with the GALEX image. Colors bluer than FUV–NUV = 0.9 (dashed line) are typical of spiral and late-type galaxies (Gil de Paz et al. 2007). Objects bluer than FUV–NUV = 1 (continuous line) were taken into account in our analysis.

Fig. 19. FUV–NUV vs. NUV–R plot. See caption of Figs. 18.

indicates a possible merger between an elliptical and a small disk galaxy (Combes & Charmandaris 1998). The timescale for shell formation is 1–10 Gyr.

Plana et al. (2003) showed that the members of group HCG 100 are in an advanced stage of interaction.

5.2. Ultraviolet light as an evolutionary diagnostic

Despite the fact that tidal dwarf galaxies have been found in a few interacting systems (e.g. Mendes Oliveira et al. 2001; Duc & Mirabel 1998), other strongly interacting systems present no significant excess of dwarfs (Delgado-Donate et al. 2003). In Table 12, we present the confirmed intergalactic HII regions and TDGs taken from the literature. In our study, we found an excess of UV emitting regions in the field of HCG 92 and HCG 22. HCG 92 shows a bluer FUV–NUV color distribution compared with the control sample, which is in agreement with the previous studies for this group (Mendes de Oliveira et al. 2001, 2004). HCG 22, however, shows an intragroup color distribution similar to the control sample distribution, i.e. HCG 22 contains an older population of intragroup regions than HCG 92. It is possible that these regions are long-lived TDGs formed in an earlier interaction and they were able to survive. Similar results have been reported by Duc et al. (2007) for the Virgo cluster. This scenario is compatible with the studies developed by Bournaud & Duc 2006. They found that at least 25% of the substructures located in tidal tails become long-lived bound objects that typically survive more than 2 Gyr. In the same way, Hunsberger et al. (1996) found that at least one-third of the dwarf galaxy population in compact groups is formed by galaxy interactions.

Although only HCG 92 and HCG 22 show higher field densities compared with their control samples, HCG 100 shows a blue peak in the FUV–NUV color distribution. This group contains TDGs (de Mello et al. 2008a; Urrutia-Viscarra et al. 2009) and has been suggested to be in an advanced evolutionary stage by Plana et al. (2003).

NGC 92 has only five intragroup regions, three of them (#1, #2 and #3) are located in the extended tidal tail of NGC 92 and are clearly seen in the NUV, FUV and R-band images. We note the presence of a strong UV emission close to the end of the tidal tail of NGC 92, similar to the UV emission from the Antennae TDG candidate (Hibbard et al. 2005). Our detected region at the end of the tidal tail is only 45 Myr old. Bournaud & Duc (2006) performed simulations in order to relate TDGs and

available for these objects. The first four indicators for HCG 92 are also not included because no Fabry Perot velocity maps could be built given that for this group the ionized gas is outside the galaxies (Mendes de Oliveira et al. 2001; Plana et al. 1999).

By inspecting Table 11 one can see that three galaxies present disagreement between both sides of the rotation curves, HCG 2a, HCG 2b and NGC 92. These galaxies have close companions and they may have suffered a recent encounter. This has been modelled by Pedrosa et al. (2008) for major mergers and by Kronberger et al. (2006) for fly-bys and minor mergers. In the case of a major merger, Pedrosa et al. find that the significantly disturbed rotation curve occurs in a small time interval within 0.5 Gyr of the occurrence of the pericenter. In the case of NGC 92, this time is consistent with the dynamical time of the tidal tail, ~ 0.2 Gyr, as we derived from the maximum tidal extent divided by the maximum expected tidal velocity (Hibbard et al. 2005). At the tip of this tail, we detected a tidal dwarf galaxy candidate. Although the presence of double profiles in the central region of this galaxy could be associated with its LINER nucleus, double components are also observed along the tidal tail and these are not correlated to the $H\alpha$ intensity. For these reasons we claim that the double components are most likely related to strong interactions. NGC 92, therefore, may have had a very recent interaction with one of its close neighbours. It is possible that HCG 2a and HCG 2b also had a close encounter.

The kinematics of HCG 7a as a whole does not show signatures of strong interaction with other members of this group (although its velocity field is peculiar, as described in Sect. 4.1.2). No peculiarities were found in Mendes de Oliveira et al. (2003) for HCG 7c. Taking into account these kinematic results, members of HCG 7 have not had recent interactions with each other.

In the case of the triplet HCG 22, only one member, HCG 22c, has ionized gas and a symmetric rotation curve was determined. As we note in Sect. 4.1, HCG 22b has shells, which

742

S. Torres-Flores et al.: Dynamic stages of compact groups of galaxies

Table 11. Interaction indicators.

Interaction indicator ^a	Galaxy			
	HCG 2a	HCG 2b	HCG 2c	
Highly disturbed velocity field	+	–	–	
Disagreement between both sides of the rotation curve	+	+	–	
Gaseous versus stellar major-axis misalignment	+ ^b	–	–	
Changing position angle along major axis	+	–	–	
Multiple components in the profiles	–	–	–	
Tidal tails	–	–	–	
High IR luminosity	–	+	–	
Central activity	+	+	...	
	HCG 7a	HCG 7b	HCG 7c	HCG 7d
Highly disturbed velocity field	+	...	–	–
Disagreement between both sides of the rotation curve	–	...	–	–
Gaseous versus stellar major-axis misalignment	–	...	...	+ ^b
Changing position angle along major axis	–	...	...	–
Multiple components in the profiles	–	...	...	–
Tidal tails	–	–	–	–
High IR luminosity	+	–	+	–
Central activity	–	...	...	...
	HCG 22a	HCG 22b	HCG 22c	
Highly disturbed velocity field	...	...	–	
Disagreement between both sides of the rotation curve	...	...	–	
Gaseous versus stellar major-axis misalignment	...	...	+ ^b	
Changing position angle along major axis	...	...	–	
Multiple components in the profiles	...	...	–	
Tidal tails	–	–	–	
High IR luminosity	–	–	–	
Central activity	+	–	–	
	HCG 23a	HCG 23b	HCG 23c	HCG 23d
Tidal tails	–	–	–	...
High IR luminosity	...	+	...	+
Central activity	+	...	+	–
	HCG 92b	HCG 92c	HCG 92d	HCG 92e
Tidal tails	+	+	+	–
High IR luminosity	+	+	–	–
Central activity	–	+	–	–
	HCG 100a ^c	HCG 100b ^c	HCG 100c ^c	HCG 100d ^c
Highly disturbed velocity field	+	+	+	+
Disagreement between both sides of the rotation curve	...	...	...	...
Gaseous versus stellar major-axis misalignment	–	+	+	–
Changing position angle along major axis	+	+	+	–
Multiple components in the profiles	–	–	–	–
Tidal tails	–	+	–	–
High IR luminosity	+	–	–	–
Central activity	–	–	–	–
	NGC 92	NGC 89	NGC 88	NGC 87
Highly disturbed velocity field	–	...	...	...
Disagreement between both sides of the rotation curve	+	...	...	...
Gaseous versus stellar major-axis misalignment	–	...	...	...
Changing position angle along major axis	+	...	...	...
Multiple components in the profiles	+	...	...	...
Tidal tails	+	–	–	–
High IR luminosity	...	...	...	...
Central activity	+	+	+	–

^a References. – The indicator “High IR luminosity” was taken from the following sources: Allam et al. (1996), Verdes-Montenegro et al. (1998) and Gallagher et al. (2008). The indicator “Central Activity” was taken from: Shimada et al. (2000), de Carvalho et al. (1997), Coziol et al. (1998, 2000) and Xu et al. (2003).

^b The disagreement between optical and kinematic position angle could be associated with the presence of a bar.

^c From Plana et al. (2003).

satellite galaxies. They found that the most massive objects located at the end of tidal tails are likely to be the TDG progenitors. Therefore, considering its location and age, we classify the object in the tidal tail of NGC 92 as a TDG candidate. We also note that this object is detected in H α (Fabry-Perot image),

confirming its group membership. As has been noted for the Antennae (Hibbard et al. 2005), we detect a gradient in the colors of the regions detected along the tail. The bluest region is the TDG candidate, at the tip of the tail of NGC 92.

Table 12. Other intergalactic HII regions and TDGs listed in the literature.

System	ID	M_B	Velocity (km s ⁻¹)	12 + log(O/H)	Mass ($M_\odot$)	SFR $M_\odot \text{ yr}^{-1}$	IHII-TDG	Reference ^a
HCG 92	a	-11.9	6600	8.48	2.0×10^4		IHII	1
HCG 92	b	-12.1	6651	8.65	1.4×10^4		IHII	1
HCG 92	c	-12.5	6565	8.64	4.4×10^4		IHII	1
HCG 92	d	-12.3	6616	8.53	3.6×10^4		IHII	1
HCG 92	2	-14.0			38×10^8	4.26	TDG	2
HCG 92	3	-14.7				...	TDG	2
HCG 92	4	-13.4				...	TDG	2
HCG 92	5	-15.3				...	TDG	2
HCG 92	6	-15.0			20×10^8	...	TDG	2
HCG 92	8	-14.2			138×10^8	0.38	TDG	2
HCG 92	20	-12.6			6.7×10^8	0.45	TDG	2
HCG 92	21	-14.4			24×10^8	0.73	TDG	2
HCG 92	22	-14.2			4.3×10^8	0.63	TDG	2
HCG 92	23	-13.0			2.4×10^8	0.20	TDG	2
HCG 16	1		3634				IHII	3
ESO 154-G023	1		...				IHII	3
NGC 1314	1		...				IHII	3
NGC 1533	1		846				IHII	3
NGC 1533	2		831				IHII	3
NGC 1533	3		...				IHII	3
NGC 1533	4		...				IHII	3
NGC 1533	5		901				IHII	3
IC 5052	1		...				IHII	3
IC 5052	2		...				IHII	3
ESO 238-G005	1		...				IHII	3
ESO 238-G005	2		...				IHII	3
ESO 149-G003	1		949				IHII	3
NGC 5291	a	-15.54	4642	8.46	0.91×10^9	0.031	TDG	4
NGC 5291	b	-14.13	4536	8.39	0.13×10^9	0.004	TDG	4
NGC 5291	c	-12.13	4617	8.57	...	0.002	TDG	4
NGC 5291	d	-13.83	4571	8.41	0.54×10^9	0.001	TDG	4
NGC 5291	e	-14.57	4415	8.57	0.43×10^9	0.002	TDG	4
NGC 5291	f	-13.83	4035	8.63	...	0.002	TDG	4
NGC 5291	g	-14.16	4162	8.47	...	0.012	TDG	4
NGC 5291	h	-13.98	4098	8.46	...	0.005	TDG	4
NGC 5291	i	-16.38	3996	8.38	2.48×10^9	0.063	TDG	4
NGC 5291	j	-13.74	4075	8.48	...	0.007	TDG	4
NGC 5291	k	-13.40	4041	8.45	...	0.002	TDG	4

^a References. 1: Mendes de Oliveira et al. (2004); 2: Mendes de Oliveira et al. (2001); 3: Ryan-Weber et al. (2004); 4: Duc & Mirabel (1998). The mass for the candidates in NGC 5291 correspond to the HI mass.

HCG 2 and HCG 23 have no excess of UV regions in their field and have color distributions similar to their control sample. Although the intragroup regions in HCG 7 and in the CS have different color distribution (KS test, Table 10), it does not present an excess of intragroup regions in the field and moreover the regions in HCG 7 are generally redder than the colours of the CS regions. We conclude that these groups have not actively formed new regions in the intragroup medium, which might be an indication that they are in an early stage of evolution, i.e. that HCG 2, HCG 7 and 23 are non-evolved groups with respect to the UV properties.

We have also found that HCG 92 and HCG 100 intragroup regions have color distributions significantly different from those for other groups. We used the Gil de Paz et al. (2007) relation between the FUV–NUV color of a galaxy and its morphological type to evaluate the properties of their intragroup regions. Using Eq. (5) of Gil de Paz et al. (2007), objects bluer than FUV–NUV = 0.23 are typically found to be irregular/compact galaxies (morphological type $T \geq 9.5$). Following this criterios, most of the objects in HCG 92 and in the blue peak of HCG 100

would have this morphological type, which is expected if some of them are TDG candidates.

What are the effects of dust and the typical ages of these UV-selected intragroup regions? The relation between UV and FIR emission can be used to obtain an estimate of the dust attenuation (Buat et al. 2005, and references therein). In our sample, we found that several star forming regions show blue FUV–NUV colors, such as those for the IHII regions in HCG 92 (Mendes de Oliveira et al. 2004). If the color of IHII is typical of star-forming regions, the attenuation in those objects is modest, with values lower than $A_{\text{FUV}} \sim 1$ (see e.g. the extinction laws in Fig. 8b of Gil de Paz et al. 2007). Even though the FUV attenuation is low for this type of object, they must be corrected for this effect. The SFR that we calculated (see Table 9) using UV colors corrected for dust attenuation are modest but similar to the values found by Duc & Mirabel (1998) for some TDG candidates (see Table 12).

We estimated ages using UV colors and the Milky Way extinction law (Thilker et al. 2007) only for the bluest objects (FUV–NUV < 0.1) in our sample (Tables 3–9). We compared

744

S. Torres-Flores et al.: Dynamic stages of compact groups of galaxies

the age values we estimated with the ones independently estimated from spectroscopy by Mendes de Oliveira et al. (2004, regions #4, #6 and #8 in our Table 7) and found an excellent agreement in three of the four regions, showing ages < 10 Myr. The other IHII region (#11 in Table 7) has $FUV-NUV \sim 0.3$ which is redder than $FUV-NUV < 0.1$, the limit used to estimate ages using a Milky Way extinction law.

5.3. The HI gas

It is well known that interactions can cause severe disruption in the HI distribution and produce HI tidal tails which might host TDGs (Neff et al. 2005). Moreover, there are cases where HI is also found within clouds in the intergalactic medium (e.g. Williams et al. 2001) which were removed from galaxies' disks by tidal forces. Therefore, HI morphology and content may be a trace of the evolutionary stage of interacting systems. In order to quantify this effect, Verdes-Montenegro et al. (2001) analyzed the HI content of 72 compact groups of galaxies. They defined the HI deficiency in a group as $Def_{HI} = \log[M(HI)_{pred}] - \log[M(HI)_{obs}]$, where the predicted mass for the group is the sum of the expected mass for each galaxy member. They proposed the following evolutionary sequence. "Phase 1", when the HI distribution in groups is relatively not perturbed, and almost all the HI gas is located in the disk of the galaxies with the remaining gas found in incipient tidal tails; "Phase 2", when 30 to 60% of the total HI mass forms tidal features; "Phase 3a", when the HI is located in tidal tails or when there is no HI; and "Phase 3b", when the HI gas is located in a large cloud encompassing all galaxies.

We obtained HI information for each group in our sample from the literature and evaluated their properties taking into account the Verdes-Montenegro et al. (2001) scenario as described below.

HCG 2 shows no HI deficiency, $Def_{HI} = 0$, and the only interaction signature is the incipient HI tails arising from two of its members. For HCG 7, on the other hand, $\sim 80\%$ of the expected HI is missing (Verdes-Montenegro et al. 2001).

For HCG 22, 72% of the expected HI is missing (Verdes-Montenegro et al. 2001) and only HCG 22c shows HI emission. Price et al. (2000) noted that the strongest concentration of HI in the distribution is on the side towards the elliptical galaxy, although there are no obvious tidal tail features.

HCG 23 is classified as a group in "Phase 1" by Verdes-Montenegro et al. (2001). The observed and expected HI content is the same. Most of the HI in this group is associated with individual galaxies, as noted by Williams & van Gorkom (1995). In the same study, they noted five additional members that lie outside the compact group. Velocity maps for galaxies a, b and d show an asymmetry in the motion of the gas with respect to the optical center. They suggest that this group is part of a much larger system.

The well studied HCG 92 shows two galaxies with the highest HI deficiency in the Verdes-Montenegro's sample: HCG 92b and HCG 92c. This group is classified as being in "Phase 3a" and shows most of the HI ($\sim 33\%$ of the expected HI) in intergalactic clouds and tidal tails.

de Mello et al. (2008a) and Urrutia-Viscarra et al. (2009) studied HCG 100 and detected TDG candidates in the extended tidal tail visible only in HI and not in the optical. In this group only 32% of the expected HI is detected (Verdes-Montenegro et al. 2001).

Pompei et al. (2007) classified NGC 92 as a group in "Phase 3b". Only 32% of the expected HI was observed in this

Table 13. Evolutionary stages for the compact groups.

Group	Velocity field	HI	FUV-NUV
HCG 2	+/-	-	-
HCG 7	-	+	-
HCG 22	-	+	+
HCG 23	...	-	-
HCG 92	+	+	+
HCG 100	+	+	+
NGC 92	+	+	+

For each interaction tracer, symbol + represents a more evolved group. Symbol - means a less evolved group. The + sign in the FUV-NUV column of NGC 92 refers to the blue color of the candidate TDG.

group ($Def_{HI} = 0.51$). An extended HI tail follows the optical/UV tail.

From the HI properties for each group, we conclude that galaxies in HCG 2 and HCG 23 do not show clear signatures of interaction. On the other hand, HCG 92 and HCG 100 show large tidal tails of neutral gas, far away from the main body of the galaxies.

5.4. Evolutionary stage of each group

In Table 11 we list some of the main interaction indicators for each galaxy and in Table 13 we summarize the signatures of evolution for each group using UV, HI and kinematic information. For instance, groups with an excess of UV regions, disturbed velocity fields and HI outside galaxies were considered as highly evolved.

Although HCG 2 does not show an excess of intragroup regions nor a deficiency in the HI content, the velocity field of HCG 2a shows several signatures of interactions, which may be produced by an interaction with its companion HCG 2b.

HCG 23 shows no UV excess and no HI gas in the intragroup medium, suggesting that this group is in an early-stage of evolution.

On the other hand, HCG 92 presents an evolved evolutionary stage in the UV analysis, with several star-forming regions in the intragroup medium confirmed spectroscopically (Mendes de Oliveira et al. 2004). It also contains HI in the intragroup medium.

HCG 100 also shows an advanced evolutionary stage. Plana et al. (2003) found strong signatures of interaction in their galaxy members, de Mello et al. (2008a) found some TDG candidates in the HI tail of HCG 100.

Although only $\sim 20\%$ of the expected HI is observed in HCG 7, there is no excess in the field density of this group nor is there a significantly blue distribution in its color FUV-NUV distribution or disturbed kinematics of their galaxy members. This result suggests that the missing HI has not been used to form stars in the intragroup medium. On the other hand, Verdes-Montenegro et al. (2001) noted that it is possible to explain the HI deficiency in compact groups by tidal removal of the outer HI disk in the galaxies, which can explain the deficiency of HI in HCG 7 without subsequent star formation.

The evolutionary stage of HCG 22 is not as clear as for the other targets. If the excess of regions in HCG 22 is the result of previous galaxy interactions or merger events, a fraction of the HI gas might have been converted into stars. This scenario is supported by the HI observations, since only 28% of the expected gas is observed in this group. However, this group contains an elliptical galaxy, HCG 22a, which contains no signatures of

mergers (da Rocha et al. 2002; de Souza et al. 2004). Moreover, HCG 22b shows shell structures, associated with mergers events. Therefore, if the intragroup regions belong to HCG 22, we suggest that they are formed from galaxy interaction and/or a merger event.

In NGC 92 we did not find any excess of UV regions in their field. However, galaxy NGC 92 shows an extended tidal tail and both sides of the rotation curve do not match. A TDG candidate is clearly detected in our multiwavelength study, although no rotation has been measured from our Fabry Perot data. HI gas has been used up in the process of forming stars, which might be one of the reasons why 69% of the HI is missing in this group.

Finally, we compare our results with another tracer of evolution in groups: X-ray observations. In the X-ray Atlas of Groups of Galaxies, Mulchaey et al. (2003) showed that HCG 92 shows a clear diffuse emission (i.e. hot intragroup medium). On the other hand, HCG 2, HCG 22 and HCG 23 did not present hot intragroup medium (Mulchaey et al. 2003). Interestingly, the spiral rich group NGC 92 has a hot intragroup medium, as was reported by Trinchieri et al. (2008). These results of X-ray emission are in agreement with our classification for the evolutionary stage of compact groups.

6. Conclusions

We present new ultraviolet and new Fabry-Perot data for a sample of 5 compact groups of galaxies. For each galaxy, we present UV images, $H\alpha$ velocity field, $H\alpha$ monochromatic images, velocity dispersion maps and rotation curves.

We classified the groups according to their evolutionary stages and in addition we searched for young star-forming region candidates in galaxies with tidal tails and in the intragroup medium of the compact groups. Dozens of regions with ages < few Myr were found. We concluded that HCG 7 and HCG 23 are non-evolved groups. HCG 2 and HCG 22 show limited signatures of interaction. For instance, HCG 2a has a non-symmetric rotation curve and HCG 22 has an excess in the field density of star-forming regions and shell structures. We therefore classified both groups as being in a mildly interacting stage of evolution. We conclude that three groups, HCG 92, HCG 100 and NGC 92, are in advanced stages of interaction, contain extended HI tails and harbor young star-forming regions and TDGs. We are in the process of obtaining spectroscopy of a sub-sample of the intragroup objects in order to confirm their group membership. Preliminary results confirm that at least two of the UV-bright sources of HCG 100 (as listed in Table 8) are in the same redshift as the group members (Urrutia-Viscarra et al. 2009).

Acknowledgements. We would like to thank the referee, Dr. Sonia Temporin, for very useful comments and suggestions which were very important in improving this paper. S.T.-F. acknowledges the financial support of FAPESP through the Doctoral position, under contract 2007/07973-3. C.M.d.O. acknowledges support from the Brazilian agencies FAPESP (projeto temático 2006/56213-9), CNPq and CAPES. D.F.d.M. acknowledges support from GALEX grant NNG06GG45G. H.P. acknowledges the financial support of CAPES through the Pos-Doctoral position, under contract 3656/08-0. 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. We also acknowledge the usage of the HyperLeda database (<http://leda.univ-lyon1.fr>).

References

- Allam, S., Assendorp, R., Longo, G., Braun, M., & Richter, G. 1996, A&AS, 117, 39
- Amram, P., Plana, H., Mendes de Oliveira, C., Balkowski, C., & Boulesteix, J. 2003, A&A, 402, 865
- Amram, P., Mendes de Oliveira, C., Plana, H., Balkowski, C., & Hernandez, O. 2007, A&A, 471, 753
- Bell, E. F., Wolf, C., Meisenheimer, K., et al. 2004, ApJ, 608, 752
- Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, A&AS, 117, 393
- Boulesteix, J. 2002, ADHOCw reduction Package, Publication of Observatoire de Marseille, <http://www.oamp.fr/adhoc/>
- Bournaud, F., & Duc, P. A. 2006, A&A, 456, 481
- Brown, M. J. I., Dey, A., Jannuzi, B. T., et al. 2007, ApJ, 654, 858
- Buat, V., Iglesias-Páramo, J., Seibert, M., et al. 2005, ApJ, 619, L51
- Coziol, R., Ribeiro, A. L. B., de Carvalho, R. R., & Capelato, H. V. 1998, ApJ, 493, 563
- Coziol, R., Iovino, A., & de Carvalho, R. R. 2000, AJ, 120, 47
- Coziol, R., Brinks, E., & Bravo-Alfaro, H. 2004, AJ, 128, 68
- Daigle, O., Carignan, C., Hernandez, O., Chemin, L., & Amram, P. 2006, MNRAS, 368, 1016
- da Rocha, C., Mendes de Oliveira, C., Bolte, M., Ziegler, B. L., & Puzia, T. H. 2002, AJ, 123, 690
- de Carvalho, R. R., Ribeiro, A. L. B., Capelato, H. V., & Zepf, S. E. 1997, ApJS, 110, 1
- Debatista, V. P., Mayer, L., Carollo, C. M., et al. 2006, ApJ, 645, 209
- Delgado-Donate, E. J., Muñoz-Tuñón, C., Deeg, H. J., & Iglesias-Páramo, J. 2003, A&A, 402, 921
- de Mello, D. F., Dahlen, T., Gardner, J. P., & Grogin, N. A. 2006, AJ, 132, 2014
- de Mello, D. F., Torres-Flores, S., & Mendes de Oliveira, C. 2008a, AJ, 135, 319
- de Mello, D. F., Smith, L. J., Sabbi, E., et al. 2008b, AJ, 135, 548
- de Souza, R. E., Gadotti, D. A., dos Anjos, S. 2004, ApJS, 153, 411
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, H. G., Jr., et al. 1991, Third Reference Catalogue of Bright Galaxies (New York: Springer)
- Duc, P.-A., & Mirabel, I. F. 1998, A&A, 333, 813
- Duc, P.-A., Braine, J., Lisenfeld, U., Brinks, E., & Boquien, M. 2007, A&A, 475, 187
- Epinat, B., Amram, P., Marcelin, M., et al. 2008a, MNRAS, 388, 500
- Epinat, B., Amram, P., & Marcelin, M. 2008b, MNRAS, 390, 466
- Gallagher, S. C., Johnson, K. E., Hornschemeier, A. E., Charlton, J. C., & Hibbard, J. E. 2008, ApJ, 673, 730
- Gerin, M., Combes, F., & Athanassoula, E. 1990, A&A, 230, 37
- Gil de Paz, A., Boissier, S., Madore, B. F., et al. 2007, ApJS, 173, 185
- Hibbard, J. E., Bianchi, L., Thilker, D. A., et al. 2005, ApJ, 619, L87
- Hickson, P. 1982, ApJ, 255, 382
- Hickson, P. 1993, ApJ, 29, 1
- Hickson, P., Mendes de Oliveira, C., Huchra, J. P., & Palumbo, G. G. 1992, ApJ, 399, 353
- Hunsberger, S. D., Charlton, J. C., & Zaritsky, D. 1996, ApJ, 462, 50
- Iglesias-Páramo, J., Buat, V., Takeuchi, T. T., et al. 2006, ApJ, 164, 38
- Iovino, A. 2002, AJ, 124, 2471
- Johnson, K., Hibbard, J., Gallagher, C., et al. 2007, AJ, 134, 1522
- Kronberger, T., Kapferer, W., Schindler, S., et al. 2006, A&A, 458, 69
- Lupton 2005, SDSS website
- Mendes de Oliveira, C. 1992, Ph.D. Thesis, British Columbia Univ.
- Mendes de Oliveira, C., & Hickson, P. 1994, ApJ, 427, 684
- Mendes de Oliveira, C., Plana, H., Amram, P., Balkowski, C., & Boulesteix, J. 1998, ApJ, 507, 691
- Mendes de Oliveira, C., Plana, H., Amram, P., Balkowski, C., & Bolte, M. 2001, AJ, 121, 2524
- Mendes de Oliveira, C., Cypriano, E. S., Sodr, L., Jr., & Balkowski, C. 2004, ApJ, L17
- Mendes de Oliveira, C., Temporin, S., Cypriano, E. S., et al. 2006, AJ, 132, 570
- Mulchaey, J. S., Davis, D. S., Mushotzky, R. F., & Burstein, D. 2003, ApJS, 145, 39
- Neff, S. G., Thilker, D. A., Seibert, M., et al. 2005, ApJ, 619, L91
- Paturel, G., Petit, C., Prugniel, P., et al. 2003, A&A, 412, 45
- Pedrosa, S., Tissera, P. B., Fuentes-Carrera, I., & Mendes de Oliveira, C. 2008, A&A, 484, 299
- Plana, H., Mendes de Oliveira, C., Amram, P., et al. 1999, ApJ, 516, L69
- Plana, H., Amram, P., Mendes de Oliveira, C., Balkowski, C., & Boulesteix, J. 2003, AJ, 125, 1736
- Pompeii, E., Dahlem, M., & Iovino, A. 2007, A&A, 473, 399
- Price, R. M., Babic, B., & Jones, K. 2000, ASPC, 209, 163
- Prugniel, P., & Heraudeau, P. 1998, A&AS, 128, 299
- Rose, J. A. 1977, ApJ, 211, 311
- Rose, J. A. 1979, ApJ, 231, 10

746

S. Torres-Flores et al.: Dynamic stages of compact groups of galaxies

- Ryan-Weber, E. V., Meurer, G. R., Freeman, K. C., Putman, M. E., & Webster, R. L. 2004, *AJ*, 127, 1431
- Rubin, V. C., Hunter, D. A., & Ford, W. K., Jr. 1991, *ApJS*, 76, 153
- Salim, S., Rich, R. M., Charlot, S., et al. 2007, *ApJS*, 173, 267
- Schelegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Seibert, M., Martin, D. C., Heckman, T. M., et al. 2005, *ApJ*, 619, L55
- Shimada, M., Ohyama, Y., Nishiura, S., Murayama, T., & Taniguchi, Y. 2000, *AJ*, 119, 2664
- Temporin, S., Ciroi, S., Iovino, A., et al. 2005, *ASSL*, 329, 78
- Torres-Flores, et al. 2009, in preparation
- Thilker, D. A., Bianchi, L., Meurer, G., et al. 2007, *ApJS*, 173, 538
- Treyer, M., Schiminovich, D., Johnson, B., et al. 2007, *ApJS*, 173, 256
- Trinchieri, G., Iovino, A., Pompei, E., et al. 2008, *A&A*, 484, 195
- Tzanavaris, P., et al. 2009, in preparation
- Urrutia-Viscarra, et al. 2009, in preparation
- Verdes-Montenegro, L., Yun, M. S., Perea, J., del Olmo, A., & Ho, P. T. P. 1998, *ApJ*, 497, 89
- Verdes-Montenegro, L., Yun, M. S., Williams, B. A., et al. 2001, *A&A*, 377, 812
- Verdes-Montenegro, L., Del Olmo, A., Yun, M. S., & Perea, J. 2005, *A&A*, 430, 443
- Williams, B. A., & van Gorkom, J. H. 1995, *ASPC*, 70, 77
- Williams, B. A., McMahon, P. M., & van Gorkom, J. H. 1991, *AJ*, 101, 1957
- Xu, C. K., Lu, N. Y., Condon, J. J., Dopita, M., & Tuffs, R. J. 2003, *ApJ*, 595, 665
- Xu, C. K., Iglesias-Páramo, J., Burgarella, D., et al. 2005, *ApJ*, 619L, 95
- Zucca, E., Ilbert, O., Bardelli, S., et al. 2006, *A&A*, 455, 879

Searching for Star Formation Outside Galaxies: Multiwavelength Analysis of the Intragroup Medium of Hickson Compact Group 100

No presente capítulo é apresentado o artigo que leva o título “Searching for Star Formation Outside Galaxies: Multiwavelength Analysis of the Intragroup Medium of Hickson Compact Group 100”. Ele apresenta uma procura por regiões de formação estelar no meio intra intergaláctico do grupo HCG 100. Usando dados ultravioletas, se encontraram 2 candidatas a galáxias anãs de maré. Este artigo foi publicado na revista *Astronomical Journal*. Nele, o aluno foi o segundo autor. A informação contida neste artigo corresponde a uma parte do Capítulo 6 desta tese.

SEARCHING FOR STAR FORMATION OUTSIDE GALAXIES: MULTIWAVELENGTH ANALYSIS OF THE INTRAGROUP MEDIUM OF HICKSON COMPACT GROUP 100

D. F. DE MELLO^{1,2,3}, S. TORRES-FLORES⁴, AND C. MENDES DE OLIVEIRA⁴¹ Observational Cosmology Laboratory, Code 665, Goddard Space Flight Center, Greenbelt, MD 20771, USA² Catholic University of America, Washington, DC 20064, USA³ Johns Hopkins University, Baltimore, MD 21218, USA⁴ Departamento de astronomia, Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo, São Paulo, Brazil

Received 2007 June 17; accepted 2007 October 14; published 2007 December 12

ABSTRACT

We use multiwavelength data (H I, FUV, NUV, *R*) to search for evidence of star formation in the intragroup medium of the Hickson Compact Group 100. We find that young star-forming regions are located in the intergalactic H I clouds of the compact group which extend to over 130 kpc away from the main galaxies. A tidal dwarf galaxy (TDG) candidate is located in the densest region of the H I tail, 61 kpc from the brightest group member and its age is estimated to be only 3.3 Myr. Fifteen other intragroup H II regions and TDG candidates are detected in the *Galaxy Evolution Explorer* (GALEX) FUV image and within a field $10' \times 10'$ encompassing the H I tail. They have ages < 200 Myr, H I masses of $10^{9.2-10.4} M_{\odot}$, $0.001 < \text{SFR} < 0.01 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, and stellar masses $10^{4.3-10^{6.5}} M_{\odot}$. The H I clouds to which many of them are associated have column densities about one order of magnitude lower than $N(\text{H I}) \sim 10^{21} \text{ cm}^{-2}$.

Key words: galaxies: clusters: general – galaxies: clusters: individual (HCG100) – galaxies: stellar content

1. INTRODUCTION

The environment of galaxies plays an important role in determining their overall properties. One of the most interesting environmental effects is seen in interacting systems which contain stripped H I gas in the intragroup/intergalactic medium, instead of around galaxies. Three independent studies, Mendes de Oliveira et al. (2004, for the Stephan's Quintet, 2006, for Hickson Compact Group 31 (HCG31)), Ryan-Weber et al. (2004, for NGC 1533, HCG16, ESO 149-G003), and Oosterloo et al. (2004, for the loose group around NGC 1490), have surveyed systems with H I intergalactic clouds and have shown that these are associated with actively star-forming regions, the so-called *intergalactic H II regions*. These objects seem to be similar to the H II regions in our Milky Way, but are located in the intragroup medium and have high metallicities (close to solar in most cases). The fate of these types of objects and their importance in galaxy formation and evolution, enrichment of the intergalactic medium and globular cluster formation are still debatable. In order to better address these issues, we embarked on a multiwavelength analysis of the environment of interacting systems and present here the results based on far-ultraviolet (FUV), near-ultraviolet (NUV), optical, and H I data of a Hickson Compact Group, HCG100.

The last group in Hickson's catalog of compact groups of galaxies (Hickson 1982) is at $v_R = 5336 \text{ km s}^{-1}$ ($z = 0.0178$, Hickson et al. 1992) and it is formed by four late-type galaxies with accendant redshifts: a bright central Sb galaxy (HCG100a), an irregular galaxy with an optical tidal tail (HCG100b), a late-type barred spiral (HCG100c) with central H α emission (Vilchez & Iglesias-Páramo 1998), and a late-type edge-on spiral (HCG100d). HCG100a, b and c show strong evidence of interaction, demonstrated not only by peculiarities in their morphologies but also in their velocity fields (Plana et al. 2003). H100b shows a tidal tail connecting with a faint galaxy not originally classified as a member of the group by Hickson. Past encounters are also confirmed by an extended H I tail (Verdes-Montenegro et al. 2006). Therefore, the well-advanced dynamical state of HCG100 makes it an ideal target for searching

for intergalactic H II regions that might have been triggered by tidal interaction.

This paper is organized as follows: Section 2 describes the data; Section 3 discusses the age, masses, and star-formation rate (SFR) estimates; Sections 3.1 and 3.2 compare the intragroup regions in HCG100 with other intergalactic H II regions and high-*z* UV-luminous galaxies (UVLGs). Finally, Section 4 summarizes the main conclusions. Throughout this paper, we use a cosmology with $\Omega_M = 0.3$, $\Omega_{\Lambda} = 0.7$, and $h = 0.7$. Magnitudes are given in the AB system and the adopted distance to HCG100 is 76.3 Mpc.

2. THE DATA

HCG100 was observed with the *Galaxy Evolution Explorer* (GALEX) mission in the far and near ultraviolet (FUV $\lambda_{\text{eff}} = 1528 \text{ \AA}$, NUV $\lambda_{\text{eff}} = 2271 \text{ \AA}$) as part of our Cycle 1 program (GI#73) to observe compact groups of galaxies. In Figures 1 and 2, we show a cutout of a $10' \times 10'$ window of the FUV and NUV images (GALEX field of view is $1^{\circ}.28$ and $1^{\circ}.24$ in FUV and NUV, respectively, and pixel scale is $1.5''/\text{pixel}$) together with the distribution of atomic hydrogen H I (PI L. Verdes-Montenegro).

We have also obtained an *R*-band image with the Cerro-Tololo Inter-American Observatory (CTIO) Blanco 4 m telescope and a mosaic II CCD imager. Three 300 s images of the group were taken, at a median seeing of $1.1''$. Each frame covered a $40'$ field on a side, at a pixel scale of $0.27''/\text{pixel}$, but we only used a $10'$ field around the object, given that this was the area of interest. The data were bias subtracted and flat-fielded using standard procedures (using the package *mscred* in IRAF⁵). A flat-field was constructed from a combination of dark sky frames and twilight flats which worked well, given that the background, after flat-fielding was done, showed an rms variation no greater than 1% over the whole field. The night was not photometric and therefore no calibration stars were observed. Instead, we

⁵ 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.

Figure 1. GALEX FUV image $10' \times 10'$ with H I contours. Four HCG100 members are marked as 'a, b, c, and d'. Intragroup objects are circled (radius = $8''$) and numbered. VLA NH i contours are 0.6, 1.2, 2.1, 3.6, 4.4, 5.1, 5.9, 6.6, $7.4 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$; beam size ($61.0'' \times 55.23''$) is shown on the left corner. North is to the top and east to the left.

Figure 2. GALEX NUV image $10' \times 10'$ with H I contours. Intragroup objects are circled (radius = $8''$) and numbered. VLA NH i contours are 0.6, 1.2, 2.1, 3.6, 4.4, 5.1, 5.9, 6.6, $7.4 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$. Beam size ($61.0'' \times 55.23''$) is shown on the left corner. North is to the top and east to the left.

chose to use two galaxies previously observed by Rubin et al. (1991), HCG100c and HCG100d, for obtaining the zero point of the photometry (see below).

2.1. Flux Calibration

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. 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 $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ and luminosities were calculated for a distance $D = 76.3 \text{ Mpc}$.

The R -band image was calibrated to match the Rubin et al. (1991) magnitudes for galaxies HCG100c and HCG100d. Total integrated R magnitudes of these objects are given in their Table 3 (no errors were quoted), and these were compared with the total instrumental magnitudes we obtained for these galaxies using two methods: (1) through aperture photometry in IRAF (using the task daophot.phot of the DAOPHOT package) and (2) using the program SExtractor (SE, Bertin and Arnouts 1996). The zero points obtained for each of these objects, and for each method, agreed within 0.1 mag, and we used an average of the values as our final zero point. The lack of a proper calibration does not significantly change our results as shown in Section 3.

The H I data taken with the Very Large Array (VLA; configuration D, PI L. Verdes-Montenegro) is not able to resolve the intragroup objects since the beamwidth is $61.0'' \times 55.23''$ ($22.6 \text{ kpc} \times 20.4 \text{ kpc}$ at 76.3 Mpc) and objects have sizes $< 16''$. Therefore, our measurements of the H I fluxes were centered on the FUV detections but measured within one beam. Fluxes were converted into mass by using the relation

$$M_{\text{HI}} = 2.356 \times 10^5 F_{\text{HI}} D^2 \quad (1)$$

where D is the distance to the group in Mpc, and F_{HI} is the H I flux in Jy km s^{-1} .

Column densities were calculated by applying the following relation:

$$N_{\text{HI}} = 1.82 \times 10^{18} (\lambda^2 / (2.65 \Theta^2)) F \quad (2)$$

where Θ is the beamwidth in arcmin^2 , λ is the wavelength (21 cm) and F is the H I flux density in Jy/beam km s^{-1} (Rohlfs & Wilson 2000).

2.2. Source Detection

We used SE (Bertin & Arnouts 1996) to detect sources in the FUV and matched that catalog with the NUV and R -band catalogs. Therefore, only objects with FUV detections were included in our final catalog. In this paper, we concentrate on all objects which were detected in a region of $10' \times 10'$ centered on the H I tail (Verdes-Montenegro et al. 2006).

We used SE's Kron elliptical apertures to measure magnitudes (mag_auto) in FUV, NUV, and R -bands. Although mag_auto is often used to measure total magnitudes in galaxy surveys (e.g. Bell et al. 2004; de Mello et al. 2006; Zucca et al. 2006), high uncertainties might be expected at the faint magnitudes due to the assumption that the sky background has Gaussian random noise without source confusion (Brown et al. 2007). However, since we are comparing data taken with different resolutions and the fact that UV light does not necessarily peak at the same coordinate as the optical light, mag_auto performs better than the other SE choices, as long as a careful match between the different catalogs is performed. We matched the coordinates of the sources in the three bands within $1''$ – $5''$ and after visually checking each identification we chose $3''$ as our best matched catalog with FUV, NUV, and R detections. The cross-match in the three bands resulted not only in the four most luminous members of HCG100 (Table 1) but also 16 other objects, within the $10' \times 10'$ field (Table 2).

Nine of these sources are within the H I tail: #3 is the most distant object from the group (381 arcsec or 137.2 kpc from

No. 1, 2008

SEARCHING FOR STAR FORMATION OUTSIDE GALAXIES

321

Table 1
HCG100 Properties

ID	Morphology ^a	Velocity ^b	FUV ^c	NUV	R ^d	FUV ^e _{corr}	NUV ^e _{corr}
HCG100a	Sb	5323	17.30	16.78	12.5	16.12	16.63
HCG100b	Sm	5163	17.49	17.10	14.1	16.44	16.82
HCG100c	Sbc	5418	18.46	17.91	14.7	17.25	17.79
HCG100d	Scd		19.08	18.65	15.5	17.99	18.41

Notes.

^a Morphology from Plana et al. (2003).

^b Systemic velocity in km s⁻¹ from Plana et al. (2003).

^c FUV and NUV magnitudes were obtained using IRAF task ellipse.

^d R-band magnitudes are from Rubin et al. (1991).

^e Extinction corrections using Seibert et al. (2005) for FUV and NUV.

HCG100a) and is located in the southern tip of the H I tail, #4 is far from all of the brightest members of the group and located in the densest H I region, #5 and #6 are close to HCG100c, #8 is isolated and 150 arcsec (53.9 kpc) from HCG100a, #9 is close to HCG100a, #13 is a small galaxy not originally classified as a member of the HCG100 and located in the optical tidal tail of HCG100b, and #14 and #15 are also close to the tidal tail. The other six objects have no H I detection but are still within the chosen field.

SE's magnitudes in FUV, NUV, and R (mag_{auto}) were corrected for foreground Galactic extinction using $E(B - V) = 0.081$ and $A_R = E(B - V) \times 2.634$ (Schelegel et al. 1998), $A_{FUV} = E(B - V) \times 8.29$, and $A_{NUV} = E(B - V) \times 8.18$ (Seibert et al. 2005).

In Table 3 we list the H I mass per beam in the vicinity of nine of the intragroup objects detected, the other seven objects being below the detection limit ($< 1.7 \times 10^8$). However, it is important to note that, due to the low resolution of the data, the H I masses of the objects near large galaxies are contaminated by the H I masses of the latter. Only objects #3, #4, and #8 are far away from bright members of the group and this contamination could be avoided. Objects #13, #14, and #15, besides being close to

H100b, are within the same beam, therefore the H I masses listed in Table 3 are not the individual masses of each object but the total mass within one beam centered in that region.

As seen in Figure 1, most of the intragroup objects are located in the outskirts of the H I contours where column densities range from 7.5×10^{19} to 5×10^{20} cm⁻², except for object #4 which is located in a peak of H I where N(H I) is 1.2×10^{21} cm⁻². Therefore, the H I clouds to which many of them are associated have column densities about one order of magnitude lower than the N(H I) $\sim 10^{21}$ cm⁻² value thought to be required for triggering star formation (e.g. Skillman et al. 1988). Due to the low resolution of the H I data, all values are lower limits to the true H I column density.

3 ANALYSIS

We used the broadband colors generated from stellar populations models by Thilker et al. (2007) to estimate the ages of the intragroup sources. The Thilker et al. models are optimized for GALEX filters transmission curves and have been extensively tested using GALEX data (Bianchi et al. 2007).

In Figure 3, we plot FUV-NUV colors of our sample and FUV-NUV color predictions as a function of age assuming a Milky Way internal extinction ($E(B - V) = 0.2$) and without any extinction correction (Thilker et al. 2007). It is clear that all intragroup objects are younger than ~ 200 Myr. Four objects are not included in the logarithmic scale of Figure 3; they have ages < 1 Myr old and are probably more affected by extinction since the first 2 Myrs after stellar birth are strongly affected by dust obscuration. In Table 3 we list their ages, assuming a Milky Way internal extinction ($E(B - V) = 0.2$) for all objects. However, for many of them the internal extinction is higher than the Milky Way value, as seen in the color-color plot shown in Figure 4. We have not attempted to estimate the intrinsic extinction individually since the three colors we have are either too close to each other (FUV and NUV) or too far apart (NUV and R). In any case, the ages of all objects are < 200 Myr and will not reach older ages even if assuming extinction values such

Table 2
FUV Sources within the HCG100 10' $\times$ 10' Field

ID	R.A.	Decl.	R ^a	NUV	FUV	FUV-R	FUV-NUV
1	0.2410	13.0647	18.80 $\pm$ 0.01	20.56 $\pm$ 0.04	20.44 $\pm$ 0.06	1.64 $\pm$ 0.06	-0.12 $\pm$ 0.07
2	0.2526	13.1161	19.54 $\pm$ 0.01	21.61 $\pm$ 0.08	21.48 $\pm$ 0.10	1.94 $\pm$ 0.10	-0.13 $\pm$ 0.13
3	0.2722	13.0236	19.09 $\pm$ 0.01	21.61 $\pm$ 0.08	21.21 $\pm$ 0.09	2.12 $\pm$ 0.09	-0.40 $\pm$ 0.12
4	0.2929	13.0859	20.25 $\pm$ 0.04	21.26 $\pm$ 0.07	21.09 $\pm$ 0.09	0.84 $\pm$ 0.10	-0.17 $\pm$ 0.12
5	0.2933	13.1377	19.42 $\pm$ 0.01	22.43 $\pm$ 0.15	22.79 $\pm$ 0.22	3.37 $\pm$ 0.22	0.36 $\pm$ 0.27
6	0.3076	13.1630	17.48 $\pm$ 0.00	20.19 $\pm$ 0.03	20.20 $\pm$ 0.05	2.72 $\pm$ 0.05	0.01 $\pm$ 0.06
7	0.3176	13.0290	18.43 $\pm$ 0.00	22.85 $\pm$ 0.11	21.70 $\pm$ 0.12	3.27 $\pm$ 0.12	-1.15 $\pm$ 0.16
8	0.3188	13.0724	20.39 $\pm$ 0.01	22.49 $\pm$ 0.13	21.18 $\pm$ 0.11	0.79 $\pm$ 0.11	-1.31 $\pm$ 0.17
9	0.3429	13.1208	20.35 $\pm$ 0.01	22.24 $\pm$ 0.11	22.10 $\pm$ 0.16	1.75 $\pm$ 0.16	-0.15 $\pm$ 0.19
10	0.3535	13.0704	19.75 $\pm$ 0.01	21.92 $\pm$ 0.09	21.66 $\pm$ 0.11	1.91 $\pm$ 0.11	-0.26 $\pm$ 0.14
11	0.3627	13.0532	19.42 $\pm$ 0.01	21.63 $\pm$ 0.07	21.62 $\pm$ 0.10	2.20 $\pm$ 0.10	-0.01 $\pm$ 0.12
12	0.3704	13.1375	18.88 $\pm$ 0.00	22.15 $\pm$ 0.09	21.98 $\pm$ 0.14	3.10 $\pm$ 0.14	-0.18 $\pm$ 0.17
13 ^b	0.3735	13.0986	17.69 $\pm$ 0.00	19.63 $\pm$ 0.02	19.59 $\pm$ 0.04	1.90 $\pm$ 0.04	-0.04 $\pm$ 0.04
13A	0.3738	13.0987	17.83 $\pm$ 0.01	19.78 $\pm$ 0.05	19.81 $\pm$ 0.17	1.98 $\pm$ 0.17	0.03 $\pm$ 0.18
13B	0.3719	13.0984	17.77 $\pm$ 0.01	19.62 $\pm$ 0.04	19.83 $\pm$ 0.04	2.06 $\pm$ 0.04	0.22 $\pm$ 0.06
14	0.3773	13.1041	20.42 $\pm$ 0.01	21.63 $\pm$ 0.08	21.10 $\pm$ 0.09	0.69 $\pm$ 0.09	-0.53 $\pm$ 0.12
15	0.3796	13.0950	19.52 $\pm$ 0.01	22.04 $\pm$ 0.12	21.79 $\pm$ 0.14	2.27 $\pm$ 0.14	-0.25 $\pm$ 0.19
16	0.3816	13.0817	18.89 $\pm$ 0.00	21.55 $\pm$ 0.06	21.30 $\pm$ 0.11	2.41 $\pm$ 0.11	-0.24 $\pm$ 0.12

Notes.

^a Magnitudes (AB) in all bands were obtained with SE Mag_{auto}. Galactic extinction corrections were done using Schelegel et al. (1998) for R and Seibert et al. (2005) for FUV and NUV.

^b Object 13 was separated into two objects, A and B, using the IRAF polyphot task.

Table 3
Derived Properties

ID	L_{FUV} (erg s ⁻¹) ^a	L_{NUV} (erg s ⁻¹)	Age ^b	SFR _{FUV} ^c	SFR _{NUV}	log(M_*) ^d	log($M_{\text{H I}}$) ^e	Sep ^f	log I_{1530} ^g
1	5.90E+040	5.70E+040	3.9	0.005	0.007	5.0		131.2	6.02
2	2.27E+040	2.16E+040	3.8	0.002	0.003	4.6		102.2	5.91
3	2.91E+040	2.17E+040	<1	0.002	0.003	4.7	9.6	137.2	5.90
4	3.25E+040	2.98E+040	3.3	0.003	0.004	4.7	10.4	60.7	5.35
5	6.79E+039	1.02E+040	194.1	0.001	0.001	6.5	9.9 ^h	61.2	4.99
6	7.41E+040	8.01E+040	26.9	0.006	0.010	6.3	9.2 ^h	74.7	6.31
7	1.84E+040	6.90E+039	<1	0.001	0.001	4.5		108.5	5.51
8	2.98E+040	9.62E+039	<1	0.002	0.001	4.7	10.0	53.9	5.31
9	1.28E+040	1.21E+040	3.5	0.001	0.001	4.6	9.8 ^h	17.5	5.80
10	1.92E+040	1.63E+040	2.9	0.002	0.002	4.4		58.8	5.97
11	2.00E+040	2.13E+040	21.0	0.002	0.003	5.6		83.7	5.85
12	1.43E+040	1.31E+040	3.2	0.001	0.002	4.3		58.0	5.95
13	1.29E+041	1.35E+041	13.7	0.010	0.016	6.2	9.5 ⁱ	53.3	6.67
13 A	1.03E+041	1.36E+041	118.7	0.008	0.017				6.51
13 B	1.06E+041	1.17E+041	33.8	0.008	0.014				6.50
14	3.22E+040	2.13E+040	<1	0.003	0.003	4.8	9.5 ⁱ	56.3	6.30
15	1.70E+040	1.46E+040	2.9	0.001	0.002	4.3	9.5 ⁱ	62.1	5.07
16	2.67E+040	2.29E+040	2.9	0.002	0.003	4.5		72.0	5.26

Notes.

^a FUV and NUV luminosities are in erg s⁻¹, divide by the FUV and NUV bandwidths (269 Å and 616 Å, respectively) to obtain in L erg s⁻¹ Å⁻¹.

^b Age (Myr) from FUV–NUV using Thilker et al. (2007) assuming a Milky Way internal extinction ($E(B - V) = 0.2$).

^c SFR ($M_{\odot}$ yr⁻¹) from Iglesias-Páramo et al. (2006) using FUV and NUV without correcting for internal extinction.

^d Stellar mass ($M_{\odot}$) obtained from Starburst99 using ages (column 4) and L_{1530} (erg s⁻¹ Å⁻¹).

^e $M_{\text{H I}}$ ($M_{\odot}$) was calculated using $2.36 \times 10^5 F_{\text{H I}} D^2$, where D is in Mpc and $F_{\text{H I}}$ in Jy km s⁻¹. $F_{\text{H I}}$ was measured within one beam size $61.0'' \times 55.23''$ and reflects the H I mass in the vicinity of each object.

^f Distance (kpc) between each object and HCG100a.

^g FUV surface brightness ($L_{\odot}$ kpc⁻²) is defined following Hoopes et al. (2007).

^h H I masses of objects #5, #6, and #9 should be taken with caution due to contamination by large galaxies in the vicinity.

ⁱ H I masses of objects #13, #14, and #15 are not individual masses of each object but the total mass within one beam centered in that region. Contamination from H100b mass is also possible.

Figure 3. GALEX FUV–NUV versus age from Thilker et al. models (2007) are shown as solid line (no extinction correction) and a dotted line (internal extinction of the Milky Way $E(B - V) = 0.2$). Four objects are not included, since they have ages < 1 Myr.

as $A_{\text{FUV}} = 2.03$, $A_{\text{NUV}} = 1.46$ used to age-dating Sloan Digital Sky Survey (SDSS) galaxies detected with GALEX (Salim et al. 2005). The UV detection of these objects suggests that the energetic O-star winds have blown out the natal cocoon veiling most of the massive stars (Leitherer 2005). In Figure 4, we also plot FUV– R colors assuming an error of 0.2 magnitudes in the R -band magnitudes (triangles and squares) confirming that an object 0.2 magnitudes brighter or fainter in R has slightly higher or lower predicted ages if we had used FUV– R as an age indicator. Since we used FUV–NUV as an age indicator our results are not affected by errors in the photometry of the R -band image.

As discussed by Kennicutt (1998), the broadband optical luminosity by itself is a poor tracer of the SFR, and the UV wavelengths where the integrated spectrum is dominated by young stars give a better estimate of the SFR. In Table 3, we list the SFRs which were derived following Iglesias-Páramo et al. (2006)⁶ without applying internal extinction correction to the UV flux. The SFRs using FUV and NUV are similar except for objects #6 and #13. This could be due to the fact that the latter object has double nuclei and is probably a merger of two small objects, whereas the former object is the largest object in the sample and probably a dwarf galaxy. Therefore, the instantaneous star-formation law used to derive the SFR might

⁶ SFRs are derived using Starburst99 models (solar metallicity, Salpeter IMF from 0.1 to 100 $M_{\odot}$) adapted to the GALEX bands.

No. 1, 2008

SEARCHING FOR STAR FORMATION OUTSIDE GALAXIES

323

Figure 4. *GALEX* FUV–NUV versus FUV–R of the intragroup objects. Squares and triangles are FUV–R colors assuming an error of 0.2 magnitudes in the *R* magnitude. Models from Thilker et al. 2007 are shown as a solid line (no extinction correction) and a dotted line (internal extinction of the Milky Way $E(B - V) = 0.2$). Crosses mark ages 10, 50, 100, 200, and 500 Myr, from the bottom left to the top right.

not be suited to their stellar populations. If they have had several bursts of star formation in the recent past, the FUV gives a more robust indicator of SFR than NUV since it is not contaminated by previous star formation. As shown in Salim et al. (2005) the NUV–*R* is a good tracer of the star-formation history of a galaxy, i.e. it is proportional to the ratio between the current SFR over the past-average SFR. If we assume the Salim et al. average value of extinction ($A_{\text{NUV}} = 1.46$), all objects in our sample have NUV–*R* typical of galaxies undergoing a burst.

We have also calculated SFR_{FUV} using Calzetti (2001) values of extinction for starburst galaxies. The average SFR_{FUV} of the intragroup objects is as low as $0.01 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, and as high as $0.4 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, if we use the $A_{1500} = 1.6$ (Calzetti’s UV-selected starbursts) and $A_{1500} = 4.1$ (Calzetti’s average dust-rich starbursts), respectively. Therefore, the SFR of the intragroup objects is modest even if a high extinction correction is applied.

We used the ages obtained from Thilker et al. and the FUV luminosity to estimate the stellar masses with Starburst99 models (Leitherer et al. 1999). The stellar masses were obtained from Starburst99’s monochromatic luminosity, L_{1530} , for an instantaneous burst; Salpeter IMF, solar metallicity, and standard input parameters are listed in Table 3. We chose an instantaneous burst instead of continuous star formation, since we are estimating the mass from the FUV luminosity which is dominated by the young and massive stars. Therefore, low-mass stars were not taken into consideration in the stellar mass calculation.

3.1. Comparison with Intergalactic H II Regions and TDGs

Tidal dwarf galaxies (TDGs) are found in the tip of the optical tails as well as along tidal features (e.g. Mirabel et al. 1992; Duc & Mirabel 1997; Weilbacher et al. 2000; Knierman et al. 2003; Bornaud et al. 2004). More recently, they have been identified

in ongoing galaxy mergers where the FUV emission is seen to be associated with the H I tidal tails (Hibbard et al. 2005), extending large distances beyond the optical extent (Neff et al. 2005). One of our objects, #4, is similar to Neff et al.’s TDGs. It is located in the H I tail and where the H I column density peaks. It has an H I mass $10^{10.4} M_{\odot}/\text{beam}$ in the vicinity and age 3.3 Myr. What is interesting for this object and also object #3 is their location with respect to the group members; object #4 is 61 kpc away from HCG100a and object #3 is at the very tip of the H I tail, 137 kpc away from HCG100a.

The TDG candidate found in HCG100 (object #4) described above and other TDGs found in other systems with H I tails are located far away from the group members and have young ages. For instance, the triplet formed by NGC7771, NGC7770, and NGC7769 observed with *GALEX* has a 3 Myr-old TDG candidate within the 100 kpc H I tail (Neff et al. 2005). Another compact group, HCG31, has a TDG 40 kpc away from the parent galaxy (Mendes de Oliveira et al. 2006) and is also located in a peak of H I in the gas tail.

The tidal material in interacting systems is expected to remain bound to the system. Some of it will fall back onto the remnant and some will stay detached ($\sim 20\%$ of NGC7252 tidal material will stay detached, according to Hibbard & Mihos 1995) for as long as a Hubble time. According to Verdes-Montenegro et al.’s (2005) proposed evolutionary scenario for compact groups, HCG100 is in phase 2, when multiple tidal tails form and a large amount of atomic gas is found in the intragroup medium. In phase 3 of the evolutionary path, galaxies will lose H I gas and an H I-deficient group will be produced (Sulentic et al. 2001; Williams et al. 2002). Based on our results we suggest that at least a fraction of the tidal gas is used to form intragroup objects such as those within the H I tail.

Moreover, considering the distance between the star-forming regions and the group members and the young ages of the stellar population, we are witnessing *in situ* star formation within the H I tidal tail and can rule out the possibility of formation in the outskirts of the group galaxies and later ejection to the intragroup medium.

As shown in the *R*-band images (Figure 5), objects #3 and #4 resemble low-surface-brightness galaxies, whereas the others are either small round objects (#8, #9, #10, and #15), but larger than the images’ point-spread function (PSF), or have morphologies similar to objects found in the tail region of Stephan’s Quintet (Mendes de Oliveira et al. 2004). We cannot rule out the possibility that these objects are not related to the group and only with spectroscopy will we be able to tell whether they are group members or not. However, if found to be bound to HCG100, as the intergalactic H II regions in Stephan’s Quintet are, the intragroup medium of HCG100 is actively forming stars as far as 137 kpc away from the galaxies. The SFRs are modest, $0.001\text{--}0.02 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, but similar to IH II regions found by Ryan-Weber et al. (2004) at distances up to 33 kpc from NGC 1533 and by Sakai et al. (2002) at distances of 155 kpc in the A1367 cluster.

The stellar masses of our sources (Table 3) range between $10^{4.3}$ and $10^{6.5} M_{\odot}$. The large spread in masses can be interpreted as a sign of evolution or different population of objects. In the first scenario, some of the objects are still in the process of formation and have not converted all the gas supply into stars as Duc & Mirabel (1997) suggested for TDGs. In the second scenario, we are detecting two populations of objects: TDGs and IH II regions. The low-mass objects are the IH II regions and high-mass objects are TDGs. One caveat to keep in mind is the

Figure 5. *R* images of all intragroup objects; circle has radius = $8''$, each cutout is $1' \times 1'$. NH I contours (white) are the same as in Figure 1.

fact that the stellar masses can be higher than what we obtained, since the intrinsic extinction for some objects is probably higher than the Milky Way value used to estimate their age. Higher extinction correction would make them more UV luminous and therefore more massive.

3.2. Comparison with high-*z* galaxies

Since the intragroup objects were UV-selected, we have compared them with a class of objects which are also selected by their UV emission but are at high redshifts, the Lyman Break Galaxies (LBGs, Steidel et al. 1995). LBGs are star-forming galaxies at $z = 2-4$; they are relatively small ($r_h = 1-3$ kpc), and have relatively low mass ($10^{9.5-11} M_\odot$) and low extinction. LBGs are thought to be the building blocks of larger systems proposed by the hierarchical clustering scenario of galaxy formation and evolution (Kauffmann et al. 1993). The fate of intragroup objects might be similar, since at least some are likely to be accreted by the larger galaxies in the group. HCG100a, for instance, may have already suffered a major accretion event, given its very peculiar velocity field (Plana et al. 2003).

Recently, Hoopes et al. (2007) identified a sample of the local equivalents of LBGs using images from the UV satellite *GALEX* and spectroscopy from the SDSS. Among the UVLGs population, they found a subset of supercompact galaxies that are similar to LBGs. As shown in Table 4, the intragroup objects in HCG100 are not as UV luminous as UVLGs and LBGs and also form stars in a much lower rate than those. This might be an evolutionary effect suggesting that objects in the intragroup medium are less efficient in forming stars than LBGs and UVLGs.

Table 4
Comparison of Galaxy Properties

Parameter ^a	Large UVLGs	Compact UVLGs	LBGs	HCG100 IGs
$\log L_{1530} (L_\odot)$	10.3–11.2	10.3–11.0	10.3–10.9	8–9
$\log I_{1530} (L_\odot \text{ kpc}^{-2})^b$	6.0–8.0	8.0–10.3	9.0–10.3	5.6–8.3
$\log \text{SFR} (M_\odot \text{ yr}^{-1})^c$	0–1.5	0.2–2.0	0.5–2.0	–2–0.4
FUV- <i>R</i> ^d	1.0–3.5	0.2–2.8	0.2–1.7	0.7–3.4 ^e

Notes.

^a Parameters for UVLGs and LBGs are from Hoopes et al. (2007). The lowest value for HCG100 intragroup objects was calculated using average values $A_{1500} = 1.6$ and the highest value using $A_{1500} = 4.1$ from Calzetti (2001).

^b I_{1530} is the FUV surface brightness as described in Hoopes et al. (2007), except for HCG100 intragroup objects where we used *R* as the FUV petrosian radius.

^c SFR for the HCG intragroup objects using FUV equation from Iglesias-Páramo et al. (2006).

^d *R* magnitudes are from SDSS and corrected for extinction, except for HCG100 which is the same as in Table 1 (cousin *R* magnitude) and is not corrected for extinction.

^e FUV-*R* shown is not corrected for internal extinction. Using Calzetti (2001) $A_{1500} = 1.6$ and $A_r = 0.48$ FUV-*R* = –0.3 to 2.2.

4. CONCLUSIONS

We have analyzed the UV and optical light in combination with the H I gas within the compact group of galaxies HCG100 and identified 16 star-forming regions in the intragroup region. The young age (<200 Myr) of these objects and the proximity to the tidal tail connect the OB stars' formation time scale ($\sim 10^8$ yr) with the dynamic time scale of the tidal features. Moreover, the H I clouds to which many of them are associated have column densities about one order of magnitude lower than

No. 1, 2008

SEARCHING FOR STAR FORMATION OUTSIDE GALAXIES

325

the $N(\text{H I}) \sim 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ thought to be required for triggering star formation. So, in these cases, we have a strong indication that the H I clouds must have suffered recent collisions which could have then triggered the star-formation process. Based on their ages, stellar masses and H I masses in their vicinities, we conclude that some of these objects are TDGs with ongoing star formation and some are intergalactic H II regions or conglomerations of stellar clusters.

Although we have an estimate of the amount of neutral gas in these objects, the main ingredient in the star-formation process, the molecular gas, is unknown for these objects. From CO observations of TDGs, Braine et al. (2001) provided strong evidence that TDGs are self-gravitating entities with large amounts of atomic gas which will transform into molecular gas and subsequently form stars. CO observations together with spectroscopy of these objects will be of great value in understanding their nature. For instance, we cannot exclude the possibility that some of these objects are not associated with HCG100, but at least those falling within H I density peaks are likely to be associated with the group. Moreover, we will be able to estimate metallicity of these newly formed regions and evaluate the enrichment level of the processed gas in the intragroup medium.

We are grateful to L. Verdes-Montenegro for making the reduced VLA data available, to *GALEX* and NOAO staff, and to the anonymous referee for helping to improve the paper. D.F.dM. was funded by NASA Research Grants NNG06GG45G and NNG06GG59G. S.T.F. was a CNPq MSc student fellow at IAG/USP and currently is a CAPES PhD student fellow at IAG/USP. 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.

Facilities: *GALEX*, CTIO.

REFERENCES

- Bell, E. F., et al. 2004, *ApJ*, **608**, 752
 Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, *A&AS*, **117**, 393
 Bianchi, L., et al. 2007, *ApJS* in press (*GALEX* special issue) (arXiv astro-ph/0611926)
 Bournaud, F., Duc, P.-A., Amram, P., Combes, F., & Gach, J.-L. 2004, *A&A*, **425**, 813
 Braine, J., et al. 2001, *A&A*, **378**, 51
 Brown, M. J. I., et al. 2007, *ApJ*, **654**, 858
 Calzetti, D. 2001, *PASP*, **113**, 1449
 de Mello, D. F., Dahlen, T., Gardner, J. P., & Grogin, N. A. 2006, *AJ*, **132**, 2014
 Duc, P.-A., & Mirabel, I. F. 1997, *The Messenger*, **89**, 14
 Hibbard, J. E., & Mihos, J. C. 1995, *AJ*, **110**, 140
 Hibbard, J. E., et al. 2005, *ApJ*, **619**, L87
 Hickson, P. 1982, *ApJ*, **255**, 282
 Hickson, P., Mendes de Oliveira, C., Huchra, J. P., & Palumbo, G. G. 1992, *ApJ*, **399**, 353
 Hoopes, C. G., et al. 2007, submitted (arXiv astro-ph/0609415)
 Iglesias-Páramo, J., et al. 2006, *ApJ*, **164**, 38
 Kauffmann, G., White, S. D. M., & Guiderdoni, B. 1993, *MNRAS*, **264**, 201
 Knierman, K. A., et al. 2003, *AJ*, **126**, 1227
 Kennicutt, R. C. 1998, *ARA&A*, **36**, 189
 Leitherer, C. 2005, in *The Spectral Energy Distribution of Gas Rich Galaxies*, ed. C. C. Popescu, & R. J. Tuffs (Melville, NY: AIP) 39
 Leitherer, C., et al. 1999, *ApJS*, **123**, 3
 Mendes de Oliveira, C., Cypriano, E. S., Sodré, L. Jr., & Balkowski, C. 2004, *ApJ*, **123**, L17
 Mendes de Oliveira, C., Tempurin, S., Cypriano, E. S., Plana, H., Amram, P., Sodré, L. Jr., & Balkowski, C. 2006, *AJ*, **132**, 570
 Mirabel, I. F., Dottori, H., & Lutz, D. 1992, *A&A*, **256**, L19
 Morrisey, P., et al. 2005, *ApJ*, **619**, L7
 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, 'Recycling Intergalactic and Interstellar Matter' IAUS 217, ed. P.-A. Duc, J. Braine, & E. Brinks (San Francisco, CA: AJP) 486
 Plana, H., Amram, P., Mendes de Oliveira, C., Balkowski, C., & Boulesteix, J. 2003, *AJ*, **125**, 1736
 Rohlfs, K., & Wilson, T. L. 2000, in *Tools of Radio Astronomy*, (Berlin: Springer)
 Rubin, V. C., Hunter, D. A., & Fordk, W. K. J. 1991, *ApJSS*, **76**, 153
 Ryan-Weber, E. V., Meurer, G. R., Freeman, K. C., Putman, M. E., & Webster, R. L. 2004, *AJ*, **127**, 1431
 Salim, S., et al. 2005, *ApJ*, **619**, L39
 Sakai, S., Kennicutt, R. C., van der Huls, J. M., & Moss, C. 2002, *ApJ*, **578**, 842
 Schelegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, **500**, 525
 Seibert, , et al. 2005, *ApJ*, **619**, L55
 Skillman, E. D., Terlevich, R., Teuben, P. J., & van Woerden, H. 1988, *A&A*, **198**, 33
 Steidel, C. C., Pettini, M., & Hamilton, D. 1995, *AJ*, **119**, 2519
 Sulentic, J. W., et al. 2001, *AJ*, **122**, 2993
 Thilker, , et al. 2007, submitted
 Verdes-Montenegro, L., Del Olmo, A., Yun, M. S., & Perea, J. 2005, *A&A*, **443**, 464
 Verdes-Montenegro, L., Yun, M. S., & Borthakur, S. 2006, 'Galaxy Evolution Across the Hubble Time' IAUS, 235, #399
 Vilchez, J. M., & Iglesias-Páramo, J. 1998, *ApJS*, **117**, 1
 Weilbacher, P. M., Duc, P.-A., Fritze, v., Alvensleben, U., Martin, P., & Fricke, K. J. 2000, *A&A*, **358**, 819
 Williams, B. A., Yun, M. S., & Verdes-Montenegro, L. 2002, *AJ*, **123**, 2417
 Zucca, E., et al. 2006, *A&A*, **455**, 879

Perfis de brilho superficial na banda J e modelos de massa para galáxias dos grupos compactos

Neste apêndice são apresentados os perfis de brilho superficial na banda J, além dos modelos de massas para as galáxias dos grupos compactos estudados nesta tese, os quais foram descritos na Seção 5.2.6.

Figura F.1: Painel superior: perfil de brilho superficial na banda J para a galáxia HCG 2b. A linha tracejada corresponde ao disco usado no modelo de decomposição de massa. A linha pontilhada representa o modelo do bojo. Painel central e inferior: Curva de rotação observada (pontos pretos) e as diferentes componentes de massa nesta galáxia. Linhas tracejadas correspondem à contribuição do disco. Linhas pontilhadas representam o bojo. O halo escuro é representado pela linha ponto-traço-ponto. A linha contínua é a soma de todas as componentes. Painel central (esquerdo): A razão M/L foi obtida a partir da decomposição de massa, utilizando-se o perfil de densidade ISO. Painel central (direito): a razão M/L foi fixada usando a metodologia de B&J. Neste caso também foi usado o perfil de densidade ISO. Painel inferior esquerdo: a razão M/L foi fixada usando a metodologia de BE. Neste caso também foi usado o perfil de densidade ISO. Painel inferior direito: a razão de M/L foi obtida através do modelo de decomposição de massa, usando um perfil de densidade NFW.

Figura F.2: Ver descrição da figura F.1

Figura F.3: Ver descrição da figura F.1

Figura F.4: Ver descrição da figura F.1

Figura F.5: Ver descrição da figura F.1

Figura F.6: Ver descrição da figura F.1

Figura F.7: Ver descrição da figura F.1

Figura F.8: Ver descrição da figura F.1

Figura F.9: Ver descrição da figura F.1

Figura F.10: Ver descrição da figura F.1

Figura F.11: Ver descrição da figura F.1