

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

Carlos Eduardo Barbosa

**Fotometria, Decomposição e Correlações
para Galáxias Espirais Próximas do Projeto
GHASP**

São Paulo

2011

Carlos Eduardo Barbosa

**Fotometria, Decomposição e Correlações
para Galáxias Espirais Próximas do Projeto
GHASP**

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

Versão corrigida. O original se encontra disponível para consulta no IAG-USP.

Área de Concentração: Astronomia
Orientadora: Prof.^a Dr.^a Cláudia Lúcia
Mendes de Oliveira

São Paulo

2011

à Lilian

Agradecimentos

À minha esposa Lilian, por toda a ajuda nestes anos de convivência.

Aos meus pais, irmãos e familiares, pelo apoio em toda a trajetória.

À minha orientadora Cláudia, pela oportunidade e pelos ensinamentos.

Aos professores e colegas do Departamento de Astronomia.

Aos pesquisadores que colaboraram com este projeto.

Aos pesquisadores do GHASP, pelas observações e pela disponibilização dos dados utilizados nesta dissertação.

Ao IAG-USP, pela oportunidade de realização do curso de mestrado.

Ao CNPq e à FAPESP, processo nº 2009/11236-0, pela concessão de bolsa e pelo apoio financeiro para a realização desta pesquisa.

“O senhor saiba: eu toda minha vida pensei por mim, forro, sou nascido diferente. Eu sou é eu mesmo. Diverjo de todo mundo... Eu quase que nada não sei. Mas desconfio de muita coisa. O senhor concedendo, eu digo: para pensar longe, sou cão mestre - o senhor solte em minha frente uma idéia ligeira, e eu rastreio essa por fundo de todos os matos.

Amén!”

Guimarães Rosa, *Grande Sertão: Veredas*

“Mesmo que a rota da minha vida me conduza a uma estrela, nem por isso fui dispensado de percorrer os caminhos do mundo.”

José Saramago

Resumo

As galáxias espirais continuam desafiando as teorias que buscam explicar como o universo se tornou o que observamos hoje. Em especial, no contexto hierárquico de formação de estruturas, é difícil entender como as galáxias podem ser tão parecidas entre si, obedecendo a relações de escala tão estritas, apesar de suas diferentes histórias evolutivas.

A fim de esclarecer algumas dessas perguntas, o projeto Gassendi H-Alpha survey of Spirals (GHASP) observou 203 galáxias na linha H α , através de interferometria Fabry-Perot, construindo uma base de dados homogênea e de alta qualidade para estudos cinemáticos do universo local. Neste trabalho, buscamos complementar os resultados consolidados do GHASP, apresentando um estudo fotométrico para 173 destas galáxias na banda R_c.

Os dados, provenientes de observações no telescópio de 1,2m do Observatório de Haute-Provence ou do projeto Sloan Digital Sky Survey (SDSS), foram cuidadosamente tratados com ferramentas de redução IRAF adaptados para a automação dos processos. Através do ajuste de elipses sobre as galáxias, foram obtidos perfis de brilho calibrados e magnitudes totais para as galáxias da amostra. A decomposição da luz destes perfis foi estudada através de um modelo exponencial para o disco e uma função de Sérsic para o bojo.

Os resultados da decomposição bojo-disco foram utilizados para o estudo de relações de escala e correlações entre os diversos parâmetros medidos. Algumas das mais significativas correlações são detalhadas, como a relação $r_e - h$ e a relação $\mu_e - \mu_0$, que reforçam o cenário de evolução secular das galáxias disco. Finalmente, com o auxílio dos resultados cinemáticos da literatura, apresentamos, pela primeira vez, a relação Tully-Fisher para a amostra do projeto GHASP, na banda R_c.

Abstract

The spiral galaxies still challenge the theories that try to explain how the universe has turned into what we see today. In particular, in the context of the hierarchical structure formation, it is difficult to understand how galaxies can be so similar, obeying such strict scaling relations, in spite of their distinct evolutionary histories.

In order to clarify some of these questions, the Gassendi H-Alpha survey of Spirals (GHASP) project has observed 203 galaxies in the H α line, through Fabry-Perot interferometry, and has built a homogeneous and high quality database for kinematical studies in the local universe. In the present work, we seek to supplement the GHASP project results, presenting a photometric study for 173 of those galaxies in the R_c band.

The data, taken with the 1.2m telescope at Haute-Provence Observatory or extracted from the Sloan Digital Sky Survey (SDSS) database, was carefully treated with customized IRAF routines for the automation of most of the jobs. By fitting ellipses over the galaxies, calibrated surface brightness profiles and total magnitudes were obtained for galaxies in the sample. Then, galaxy light decomposition techniques were employed using an exponential model for the disk and a Sérsic function for the bulge.

The results of the bulge-disk decomposition were used for the study of scaling relations and correlations among the several measured parameters. A few of the most significant correlations were described, such as the $r_e - h$ relation and the $\mu_e - \mu_0$ relation, reinforcing the galaxy-disk secular evolutionary scenario. Finally, with the aid of kinematic results from the literature, we present, for the first time, the Tully-Fisher relation for the GHASP sample, in the R_c-band.

Listas de Figuras

1.1	Imagen da Galáxia do Rodamoinho feita por Willian Parsons, em 1845	21
2.1	Cobertura espacial das galáxias do GHASP	31
2.2	Histogramas das distâncias e tipos morfológicos das 173 galáxias da amostra	35
2.3	Colunas defeituosas do CCD	37
2.4	Efeito de um céu removido erroneamente em um disco exponencial	40
2.5	Subtração do céu com um gradiente	40
2.6	Histograma dos erros na subtração do céu	45
2.7	Histograma da variação sistemática do nível do céu	46
2.8	Diferença de magnitudes entre raios sucessivos em função do raio para estrelas de calibração	50
2.9	Diferença de magnitudes entre raios consecutivos, Δm , em função do raio para imagens de 6 galáxias	52
2.10	Determinação da correção da magnitude instrumental para algumas imagens de galáxias	53
2.11	Comparação do ponto zero de galáxias utilizando estrelas Landolt e do SDSS.	56
2.12	Determinação do ponto zero para imagens de 6 galáxias da amostra	57
2.13	Comparação das calibrações fotométricas do SDSS para a banda r	60
2.14	Comparação do valor do céu pelo método das caixas e pelo SDSS nas três bandas utilizadas.	61
2.15	Histograma dos erros de subtração do céu para imagens do SDSS nas bandas g, r e i	62
3.1	Ajuste de modelo através de ajustes isofotais para a galáxia UGC 89	65

3.2	Exemplos de perfis de brilho para algumas galáxias da amostra.	68
3.3	Diferença de brilho superficial entre de Jong e van der Kruit (1994) e o nosso trabalho, mantendo PA e ε fixos	70
3.4	Diferença de brilho superficial entre de Jong e van der Kruit (1994) (com PA e ε fixos) e o nosso trabalho (com PA e ε variáveis)	71
3.5	Diferença entre os perfis de brilho medidos diretamente na banda R_c e os inferidos pelas fórmulas de transformação.	73
3.6	Comparação entre as magnitudes totais através de imagens do GHASP e do SDSS.	75
3.7	Decomposição bojo-disco das galáxias para 2 galáxias.	85
3.8	Checagem da consistência interna da decomposição de 7 galáxias da amostra	86
3.9	Comparação dos resultados da decomposição com a literatura	87
4.1	Relações de escala para 81 galáxias da amostra	94
4.2	Distribuição de r assumindo não-correlação e $m = 81$	96
4.3	Distribuição do parâmetro de Sérsic para MacArthur et al. (2003)	97
4.4	Histograma do parâmetro de Sérsic para as 81 galáxias da amostra GHASP	97
4.5	Correlações do índice de Sérsic, n , com os outros parâmetros do bojo. . . .	98
4.6	Relações de escala do bojo para as 81 galáxias da amostra destacando a presença de barras	99
4.7	Correlação entre as escalas de tamanho do bojo e do disco	101
4.8	Histograma da razão entre r_e e h	101
4.9	Correlação entre o brilho central do disco e o brilho efetivo do bojo segundo de Jong (1996b) , nas bandas B e K.	102
4.10	Correlação entre o brilho central do disco e o brilho efetivo do bojo	102
4.11	Correlações entre parâmetros fotométricos e a magnitude total	103
4.12	Correlações entre a razão B/D e os parâmetros fotométricos	104
4.13	Correlações encontradas para parâmetros fotométricos e o tipo morfológico	105
4.14	Correlações encontradas para parâmetros fotométricos e a velocidade máxima da curva de rotação.	106
4.15	Relação Tully-Fisher na banda R_c utilizando resultados cinematícios GHASP.	109

A.1	Perfis de brilho para as galáxias observadas pelo GHASP.	126
A.2	Perfis de brilho das galáxias obtidas pelo SDSS.	141
A.3	Perfis de brilho na banda R_c obtidos das imagens do SDSS através das transformações entre sistemas.	148
B.1	Decomposição bojo-disco para 124 galáxias da amostra.	156

Lista de Tabelas

2.1	Amostra fotométrica GHASP	31
2.2	Resultado para os ponto zero das noites com dados fotométricos	55
3.1	Magnitudes aparente e absoluta para toda a amostra fotométrica	75
3.2	Resultados da decomposição bojo-disco.	89

Sumário

1.	<i>Introdução</i>	21
1.1	Estudo fotométrico de galáxias espirais	23
1.2	Estudo de correlações e relações de escala	26
2.	<i>Amostra e Redução dos Dados</i>	29
2.1	A amostra fotométrica GHASP	30
2.2	Redução dos dados GHASP	36
2.2.1	Verificação das imagens	36
2.2.2	Remoção de raios cósmicos	37
2.2.3	Alinhamento das imagens	38
2.2.4	Remoção do céu	38
2.2.5	Combinação das imagens	42
2.2.6	Erro na determinação do céu	43
2.2.7	Medição dos gradientes do céu	44
2.3	Determinação do ponto zero de calibração	45
2.3.1	Determinação da magnitude instrumental	46
2.3.1.1	Determinação de r_i	48
2.3.1.2	Determinação de r_t	49
2.3.1.3	Determinação de $\delta m'$	51
2.3.2	Cálculo do ponto zero por noite	51
2.3.3	Aplicação do ponto zero às imagens de galáxias	55
2.4	Preparação das imagens do SDSS	56

<i>3. Perfis de Brilho e Decomposição Bojo-Disco</i>	63
3.1 Perfis de brilho	63
3.1.1 Extração dos perfis de brilho	63
3.1.2 Resultados	67
3.1.3 Comparação dos resultados com a literatura	69
3.1.4 Obtenção de perfis na banda R_c para imagens do SDSS	69
3.1.5 Determinação da magnitude total	74
3.2 Decomposição bojo-disco	77
3.2.1 Modelos para a decomposição	80
3.2.2 Preparação dos perfis de brilho para o ajuste	82
3.2.3 Critérios de seleção da decomposição	83
3.2.4 Resultados	84
<i>4. Estudo de correlações</i>	93
4.1 Relevância das correlações	95
4.2 Correlações para parâmetros do bojo e do disco	96
4.2.1 Índice de Sérsic	96
4.2.2 Influência das barras	98
4.2.3 Correlação entre r_e e h	100
4.2.4 Correlação entre μ_e e μ_0	101
4.3 Correlações com a magnitude total e a razão bojo-disco	103
4.4 Correlações com o tipo morfológico e com a cinemática	104
4.5 A relação Tully-Fisher	105
<i>5. Conclusão e perspectivas futuras</i>	111
<i>Referências</i>	113
<i>Apêndice</i>	123
<i>A. Perfis de Brilho</i>	125
<i>B. Decomposição bojo-disco</i>	155

Capítulo 1

Introdução

As galáxias espirais são um dos mais notáveis sistemas do universo, e há séculos são fonte de inspiração para filósofos e cientistas. Já em 1755, Immanuel Kant especulou sobre a forma de disco da distribuição de estrelas para alguns dos objetos que ele chamou de “universos-ilhas”. Nos anos de 1840, porém, Willian Parsons, o 3º Conde de Rosse, e seu famoso telescópio “Leviatã de Parsonstown” (1,83m) possibilitaram pela primeira vez a observação da natureza espiral de parte das então chamadas “nebulosas”, em especial a Galáxia do Rodamoinho (ou M51, figura 1.1), a primeira observada¹.



Figura 1.1: Imagem da Galáxia do Rodamoinho feita por Willian Parsons, em 1845. Adaptado de http://en.wikipedia.org/wiki/Whirlpool_Galaxy.

Os avanços sucessivos das técnicas observacionais e diversos trabalhos pioneiros cul-

¹ Uma introdução histórica mais detalhada pode ser vista em [Graham \(2011\)](#).

minaram no trabalho de [Hubble \(1936\)](#), onde se popularizou o sistema de classificação morfológica até hoje utilizado. Com este trabalho, [Hubble](#) não apenas catalogou as diversas espécies de galáxias em diferentes grupos, mas também apresentou a primeira tentativa de explicação para a evolução das formas das galáxias. Desde então, houve grande evolução no entendimento sobre a natureza das galáxias. No entanto, a despeito das décadas de esforço e de centenas de milhares de artigos sobre o assunto, nem todos os mecanismos físicos que regem estes objetos são entendidos completamente.

Os braços espirais eram considerados a principal característica das galáxias no início da era extragaláctica da astronomia, e por isso esta nomenclatura ainda persiste. No entanto, houve uma gradativa mudança no entendimento dessas galáxias até os dias atuais, em especial com o desenvolvimento dos CCDs, o advento de grandes mapeamentos do céu, as observações cada vez mais detalhadas, feitas por grandes telescópios e os concomitantes estudos teóricos e simulações. Por isso, neste trabalho, chamamos as galáxias de espirais não pelos detalhes de sua morfologia, mas segundo uma concepção mais evolutiva: são as galáxias que possuem um disco e formação estelar em andamento ([Blanton e Moustakas, 2009](#)). Não por acaso, atualmente é comum a utilização do termo galáxias disco para se referir a estes objetos.

Frequentemente, galáxias espirais possuem uma componente central avermelhada, cuja população tende a ser de estrelas mais vermelhas que aquelas observadas no disco. Apenas recentemente (por exemplo, [Fisher e Drory 2008](#)), porém, se percebeu que os bojos são estruturas mais complexas do que o imaginado, e por isso é possível distinguir pelo menos duas classes de componentes centrais: bojos clássicos e pseudo-bojos. Devido à dificuldade de se classificar estes objetos visualmente, estas duas sub-classes são tratadas pelo nome comum de bojo. Contudo, a despeito da aparente semelhança, bojos e pseudo-bojos diferem claramente no que diz respeito à sua formação e evolução.

No paradigma hierárquico sobre a formação de estruturas, como estabelecido por [White e Rees \(1978\)](#) e [Fall e Efstathiou \(1980\)](#), a matéria tende a colapsar sob a forma de halos, predominantemente compostos de matéria escura fria (Cold Dark Matter, CDM). Os halos responsáveis pela formação das grandes galáxias espirais observadas no universo local nasceram da fusão de halos menores, dando origem às nuvens protogalácticas ([Lacey e Cole, 1993](#)). Os discos surgem naturalmente neste contexto, através do resfriamento

dos bárions dentro dos halos e pela conservação do momento angular da nuvem protogaláctica ([Dalcanton et al., 1997](#)) e do momento angular adquirido de torques externos ([Dutton, 2009](#)).

Segundo este cenário, os bojos clássicos são formados de maneira similar às galáxias elípticas, a partir do colapso da nuvem protogaláctica ([Larson, 1974](#)) e pelos efeitos de fusões ([Kauffmann, 1996](#)). Por outro lado, os pseudo-bojos são uma forte evidência da evolução secular das galáxias ([Kormendy e Kennicutt, 2004](#)), já que aparecem ser formados a partir de instabilidades dos discos e das barras.

Porém, muitas das questões referentes à formação de estruturas continuam em aberto. Como apontado por [Nair et al. \(2010\)](#), é difícil entender porque existe tanta semelhança entre objetos com histórias evolutivas supostamente tão diversas. Por isso, ainda é necessário o desenvolvimento de teorias que consigam explicar com detalhes a acumulação de matéria na formação de galáxias ([Peebles e Nusser, 2010](#)). A solução para estes problemas passa, necessariamente, pelo estudo de galáxias espirais próximas, que podem ser observadas com grande detalhamento sem a necessidade de grandes telescópios, e se beneficiando de bases de dados homogêneas de projetos de médio e grande porte.

Neste contexto, nosso trabalho possui dois objetivos. A primeira parte deste trabalho consiste no estudo fotométrico de galáxias espirais próximas, pela medição dos perfis de brilho das galáxias, determinação das magnitudes totais e pelo estudo da distribuição da luz através da decomposição bojo-disco. O outro objetivo é utilizar estes resultados para o estudo de correlações entre parâmetros fotométricos e cinemáticos, beneficiando-se dos resultados obtidos pelo projeto Gassendi H-Alpha survey of Spirals (GHASP) ([Amram e Garrido, 2002](#)) para as galáxias da amostra.

1.1 *Estudo fotométrico de galáxias espirais*

O estudo das propriedades da distribuição de luz de galáxias remonta ao trabalho pioneiro de [de Vaucouleurs \(1948\)](#), onde a luz de galáxias elípticas foi modelada por uma lei empírica que leva seu nome. Pela semelhança dos bojos das galáxias espirais com as galáxias elípticas, esta lei foi naturalmente adaptada para a descrição da intensidade dos bojos, dada pela equação

$$I_b(r) = I_0 \exp \left[-\left(\frac{r}{r_0} \right)^{1/4} \right], \quad (1.1)$$

onde I_0 é a intensidade central do bojo, r_0 é o parâmetro de escala desta componente e r é a distância ao centro da galáxia. Já o proeminente disco das galáxias, desde o trabalho de [Freeman \(1970\)](#), é comumente descrito por uma função exponencial,

$$I_d(r) = I_0 \exp \left(-\frac{r}{h} \right), \quad (1.2)$$

onde r é a distância em relação ao centro da galáxia ao longo do plano do disco, I_0 é a intensidade central do disco e h é a escala de disco. Embora, originalmente, a aproximação exponencial para os discos tenha sido uma solução heurística para o perfil de brilho desta componente, simulações atuais já conseguem produzir estes resultados naturalmente (por exemplo, [Dutton 2009](#)). Com isso, a intensidade total emitida pelas galáxias é descrita pela função

$$I(r) = I_b(r) + I_d(r). \quad (1.3)$$

Estudos mais detalhados, no entanto, demonstraram desvios da lei de [de Vaucouleurs](#). [Andredakis e Sanders \(1994\)](#) mostraram que, na maioria dos casos, o perfil exponencial é uma melhor alternativa para o bojo. Desde então, se popularizou a utilização do perfil generalizado de [Sérsic \(Sérsic, 1968\)](#), que se estabeleceu como o paradigma no estudo de bojos de galáxias espirais. Neste caso, a intensidade é dada por

$$I_b(r) = I_0 \exp \left[-\left(\frac{r}{r_0} \right)^{1/n} \right], \quad (1.4)$$

onde foi introduzido o parâmetro n , conhecido como índice de Sérsic. Este índice indica a forma global do perfil, e outras funções conhecidas são casos particulares da equação (1.4), como o perfil de [de Vaucouleurs](#) para $n = 4$ e o perfil exponencial para $n = 1$. Mais do que um novo parâmetro para refinar a descrição dos bojos, o índice de Sérsic se mostrou útil na caracterização dos bojos, indicando a concentração da luz, e se correlacionando com outros parâmetros fotométricos.

A grande maioria dos trabalhos até a década de 1990 fizeram uso de pequenas amostras e técnicas unidimensionais, com poucas exceções (por exemplo, [Kent 1985](#)). A partir

de então, foram possíveis as observações de amostras cada vez maiores. Alguns destes trabalhos são, até hoje, referência no estudo fotométrico de galáxias espirais, como, por exemplo, os dados obtidos para as 86 galáxias de [de Jong e van der Kruit \(1994\)](#) nas bandas B, V, R, I, H e K e as observações de 349 galáxias espirais na banda r de [Courteau \(1996\)](#). Concomitantemente, diversos programas e pacotes de redução foram desenvolvidos, que possibilitaram estudos utilizando toda a informação da luz das galáxias, como o programa `ellipse` (Busko, 1994) dentro do pacote Image Reduction and Analysis Facility (IRAF) ([Tody, 1993](#)) e o SExtractor ([Bertin e Arnouts, 1996](#)). Com isto, a determinação dos perfis de brilho das galáxias se tornou tarefa simples, e, consequentemente, passou a se tornar uma ferramenta básica para diversos tipos de estudos.

Com a abundância de determinações de perfis de brilho, também passaram a se tornar comuns trabalhos envolvendo a decomposição bojo-disco da luz. Dentre eles, se destacam os trabalhos de [de Jong \(1996a\)](#) e de [MacArthur et al. \(2003\)](#), que, através de diversos testes em galáxias reais e artificiais, estabeleceram parâmetros importantes para a metodologia deste tipo de estudo. Primeiramente, [de Jong \(1996a\)](#) confirmou os resultados de [Andredakis e Sanders \(1994\)](#), demonstrando que o perfil de [de Vaucouleurs](#) não descrevia bem os perfis de brilho para sua amostra. Já [MacArthur et al. \(2003\)](#), em extensivo trabalho envolvendo a decomposição de perfis de brilho reais e simulados, estabeleceram uma série de critérios que permitem o diagnóstico, ao menos parcial, sobre a qualidade da decomposição bojo-disco sobre um perfil de brilho.

O paradigma atual do estudo fotométrico das galáxias inclui o ajuste dos modelos diretamente sobre as imagens, incluindo componentes adicionais à luz da galáxia, como as barras ([Gadotti, 2011](#)), utilizando imagens em diversas bandas. Contudo, este tipo de tratamento está além dos objetivos deste trabalho.

Uma aplicação direta dos perfis de brilho e da decomposição da luz de galáxias espirais é a obtenção de mapas de distribuição de matéria escura, como feito para galáxias do GHASP, por [Spano et al. \(2008\)](#). A partir da fotometria de 36 galáxias obtidas de diversas fontes, e com as medições da cinemática obtidas através de interferometria Fabry-Perot, foi possível a verificação de relações de escala entre as componentes bariônica e escura, confirmando resultados de outros autores, como [Kormendy e Freeman \(2004\)](#). Porém, com os resultados aqui obtidos, existe o potencial de um trabalho da mesma natureza, mas

utilizando uma base de dados homogênea e maior, de maneira a se observar, com mais clareza, a existência de tais relações.

Nesta dissertação, os resultados das decomposições e da fotometria de 173 galáxias espirais são utilizados para o estudo de relações de escala e de correlações entre parâmetros fotométricos e cinemáticos, como discutido a seguir.

1.2 *Estudo de correlações e relações de escala*

A física que rege a formação e posterior evolução galáctica é a questão fundamental dos estudos das galáxias espirais. A resposta passa pelo compreendimento das propriedades coletivas observadas, dada a impossibilidade do estudo evolutivo individual das galáxias nas escalas de tempo observacionais. Por isso, os dados da fotometria e da decomposição da luz são utilizados como a base para o estudo de correlações entre parâmetros das galáxias espirais do GHASP.

A existência de correlações entre parâmetros observacionais permite o estabelecimento de vínculos que ajudam na compreensão da história evolutiva das galáxias, pois mostram a interdependência entre as propriedades das diferentes componentes da luz. Baseando-se na fotometria, estas correlações permitem o entendimento da interação entre o bojo e o disco. Aliados às medições de parâmetros cinemáticos, disponível para as galáxias do GHASP ([Epinat et al., 2008](#)), é possível entender também como estas componentes se relacionam com o potencial gravitacional. Além disso, é possível também verificar como características fotométricas se relacionam com a sequência de Hubble, se beneficiando da diversidade de tipos morfológicos das galáxias da amostra.

Como apontado por [Courteau et al. \(2007\)](#), as relações de escala são a base para o julgamento de qualquer teoria sobre a origem e a evolução de galáxias, uma vez que nenhuma teoria, até o momento, consegue explicar naturalmente todas as relações observadas, bem como suas dispersões e variações com o comprimento de onda.

Relações entre parâmetros são estudadas há muito tempo (por exemplo, [Kormendy 1977](#)). Alguns marcos nestes estudos serão descritos à seguir.

Utilizando os resultados fotométricos de [de Jong e van der Kruit \(1994\)](#), [de Jong \(1996b\)](#) reportou uma série de correlações entre parâmetros do bojo e do disco, além do tipo morfológico das galáxias. Entre os resultados mais importantes referentes às correlações,

se incluem a forte correlação entre as escalas do bojo e do disco (r_e e h), a forte correlação entre o tipo morfológico e o brilho efetivo do bojo (μ_e), mais forte inclusive do que a correlação entre a razão da luz do bojo e a luz do disco (B/D) e o tipo morfológico.

A existência de correlações foi então relacionada com o cenário de evolução secular das galáxias espirais por [Courteau et al. \(1996\)](#), em especial a relação entre r_e e h . Neste artigo, os autores apontam que a razão r_e/h está contida em um intervalo estreito de valores, ao passo que nenhuma das duas grandezas é relacionada com o tipo de Hubble. Desta maneira, a morfologia das galáxias não seriam uma característica determinada no momento do nascimento da galáxia, mas sim uma consequência de sua evolução, resultado do transporte viscoso do gás para as regiões mais internas e da transferência de momento angular.

Com o estabelecimento da lei de [Sérsic](#), trabalhos sobre as características fotométricas de galáxias demonstraram que, na verdade, uma parcela considerável dos bojos possuem características de disco, pois possuem o índice de Sérsic n muito menores do que a lei de [de Vaucouleurs](#). O trabalho de [Graham \(2001\)](#), por exemplo, já mostra a baixa ocorrência de bojos com $n = 4$, e muitos trabalhos posteriores confirmaram esta tendência, como por exemplo [Balcells et al. \(2003\)](#) e [MacArthur et al. \(2003\)](#).

Atualmente, diversos trabalhos envolvendo o estudo de correlações são conduzidos para dados de grandes projetos observacionais. Porém, com exceção da relação Tully-Fisher ([Tully e Fisher, 1977](#)), estudos envolvendo as características fotométricas e cinemáticas das galáxias são recentes.

[Disney et al. \(2008\)](#), conseguiram relacionar diversas características fotométricas e cinemáticas em uma amostra com galáxias obtidas através de uma busca cega pelo céu. Através da utilização de uma análise de componente principal (PCA), os autores encontraram relações muito estreitas entre praticamente todos os parâmetros, com exceção da cor, e por isso clamam que as galáxias são muito mais simples do que os modelos de formação hierárquica podem prever.

Hoje, existe um crescente interesse na determinação de correlações entre parâmetros estruturais e cinemáticos de galáxias espirais, de maneira a serem colocados à prova modelos de formação de estruturas e como base para simulações. Neste sentido, a grande vantagem do estudo da amostra GHASP é a disponibilidade de parâmetros cinemáticos

e fotométricos homogêneos, que permitem um estudo das propriedades de uma amostra significativa de galáxias espirais. Neste trabalho, buscaremos verificar alguns dos mais importantes resultados da literatura e apresentar relações de escala entre a cinemática e a fotometria pouco exploradas anteriormente.

A organização desta dissertação é feita da seguinte maneira. No capítulo 2, a amostra fotométrica do trabalho é apresentada, e todas as etapas referentes à redução dos dados são detalhadas, incluindo os processos utilizados para a obtenção de imagens com alta razão sinal-ruído, remoção do céu e cálculo do ponto zero de calibração. A seguir, o capítulo 3 trata dos processos de medição de parâmetros das galáxias, incluindo a determinação dos perfis de brilho, cálculo da magnitude total e a decomposição bojo-disco da luz. Finalmente, no capítulo 4, os resultados da fotometria são utilizados para o estudo de relações de escala e correlações entre parâmetros fotométricos e cinemáticos das galáxias, além do cálculo dos parâmetros da relação Tully-Fisher na banda R_c .

Capítulo 2

Amostra e Redução dos Dados

A redução de dados neste trabalho consiste na transformação de uma amostra de dados (imagens) em um conjunto organizado e corrigido de dados propícios para o estudo fotométrico das galáxias. Neste projeto, a amostra é composta por imagens observadas por colaboradores do projeto GHASP e imagens do Sloan Digital Sky Survey (SDSS). Porém, as etapas necessárias para a redução de dados destas duas sub-amostras é completamente diferente. Enquanto as imagens do GHASP possuem apenas um pré-processamento, que consiste na subtração do bias e no flat-field, as imagens do SDSS já são processadas e calibradas pelo pipeline do projeto.

Devido a estas peculiaridades de cada uma das amostras, este capítulo é organizado da seguinte maneira. Primeiramente, a amostra de estudo é definida na seção 2.1. Em seguida, a redução das imagens do GHASP é detalhada na seção 2.2, e a determinação do ponto zero de calibração é mostrada na seção 2.3. Finalmente, a seção 2.4 mostra como os dados do SDSS foram preparados para análise.

2.1 A amostra fotométrica GHASP

O projeto GHASP¹ possui uma amostra de cubos de dados ópticos de galáxias espirais e irregulares próximas. Motivado pela falta de um banco de dados homogêneo para estudos dinâmicos, Amram e Garrido (2002) apontam que os principais objetivos do GHASP são o estudo de galáxias próximas em diferentes ambientes e estágios evolutivos, a observação de movimentos anômalos e a comparação com resultados dinâmicos para galáxias em altos redshifts. A amostra de cubos de dados é composta de 203 galáxias do universo local ($z \approx 0$), observadas na linha H α (6562.8Å) através de interferometria Fabry-Perot (Epinat et al., 2008). As observações foram realizadas no telescópio de 1,8m do Observatório de Haute-Provence (OHP), França, entre 2002 e 2010.

Paralelamente às observações que resultaram nos cubos de dados, foram também efetuadas missões observacionais para a obtenção de imagens das galáxias GHASP na banda R_c, utilizando o telescópio de 1,2m do OHP. Como resultado das diversas missões de observação, realizadas entre os anos de 2002 e 2009, foram obtidas centenas de imagens que resultaram em uma amostra de 128 galáxias.

Visando obter uma amostra fotométrica mais ampla, de maneira a melhor utilizar os resultados dinâmicos já obtidos para o GHASP, foram também utilizadas imagens da sétima versão (DR7) do banco de dados do SDSS (Abazajian et al., 2009) neste trabalho. Porém, como o SDSS utiliza o sistema fotométrico ugriz, e não o sistema UBVR_cI_c do GHASP, foram utilizadas imagens nas bandas g, r e i para o estudo fotométrico. Os resultados destas bandas foi, então, utilizado para se obter perfis de brilho na banda R_c através das conversões entre os sistemas deduzidas por Jester et al. (2005). Do conjunto de 203 galáxias do GHASP, 115 também fazem parte do SDSS. Destas, 70 também foram imageadas pelo GHASP, mas 45 galáxias diferentes puderam compor a amostra fotométrica. Além disso, 10 galáxias foram estudadas tanto com imagens do GHASP quanto com imagens do SDSS, de maneira a se verificar a qualidade da transformação dos perfis de brilho nos diferentes sistemas. Com isto, estabeleceu-se uma amostra fotométrica de 173 galáxias, que cobrem uma área considerável do hemisfério Norte, como visto na figura 2.1. A tabela 2.1 mostra alguns dados observacionais das galáxias da amostra.

¹ www.oamp.fr/PdG/GHASP/ghasp_en.htm

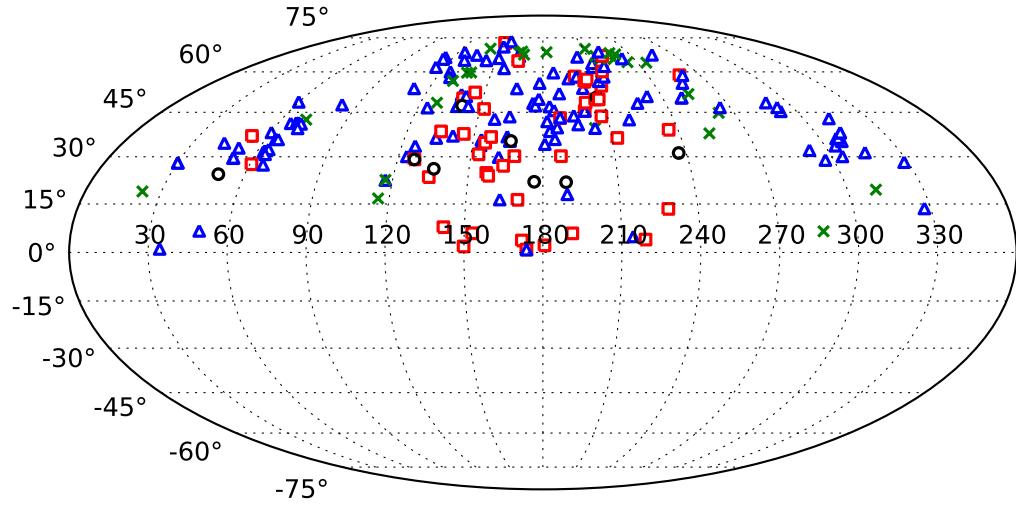


Figura 2.1: Cobertura espacial das galáxias do GHASP. Os triângulos azuis indicam as galáxias estudadas apenas na banda R_c por imagens do GHASP; os quadrados vermelhos indicam as galáxias estudadas apenas nas bandas g , r e i do SDSS. Os círculos pretos indicam as galáxias estudadas por imagens GHASP e do SDSS; as cruzes verdes indicam galáxias GHASP sem imagens disponíveis.

Tabela 2.1 - Dados da amostra fotométrica GHASP. Coluna (1): Nome da galáxia segundo o catálogo UGC, exceto para as galáxias IC 476, NGC 542, IC 2542 e NGC 5296, que não fazem parte do catálogo. Coluna (2): Nome pelo qual a galáxia é mais conhecida, segundo o banco de dados NED. Colunas (3) e (4): Ascensão reta e declinação do centro da galáxia segundo Epinat et al. (2008). Coluna (5): Tipo morfológico segundo o banco de dados VizieR (Ochsenbein et al., 2000). Coluna (6): Distâncias segundo Epinat et al. (2008). Coluna (7): Número de imagens utilizadas na redução de dados. Coluna (8): Tempo de exposição total. Coluna (9): Banda de observação das imagens.

Nome UGC (1)	Nome Principal (2)	α (J2000) (3)	δ (J2000) (4)	Tipo Morfológico (5)	Distância (Mpc) (6)	Nº de Imagens (7)	Tempo de Exposição (s) (8)	Banda (9)
UGC 89	NGC 023	00 ^h 09 ^m 53.4 ^s	+25°55'26"	SBa	64.2	2	600	R_c
UGC 94	NGC 026	00 ^h 10 ^m 25.9 ^s	+25°49'55"	S(r)ab	64.2	6	3300	R_c
IC 476	IC 476	07 ^h 47 ^m 16.3 ^s	+26°57'03"	SABb	63.9	1	54	g , r , i
UGC 508	NGC 266	00 ^h 49 ^m 47.8 ^s	+32°16'40"	SBab	63.8	4	3600	R_c
UGC 528	NGC 278	00 ^h 52 ^m 04.3 ^s	+47°33'02"	SABb	12.1	2	1500	R_c
NGC 542	NGC 542	01 ^h 26 ^m 30.9 ^s	+34°40'31"	Sb pec	63.7	1	54	g , r , i
UGC 763	NGC 428	01 ^h 12 ^m 55.7 ^s	+00°58'54"	SABm	12.7	2	600	R_c
UGC 1013	NGC 536	01 ^h 26 ^m 21.8 ^s	+34°42'11"	SB(r)b pec	70.8	7/ 1	5100/ 54	R_c / g , r , i
UGC 1117	M 33	01 ^h 33 ^m 50.9 ^s	+30°39'37"	Sc	0.9	5	4500	R_c
UGC 1249	IC 1727	01 ^h 47 ^m 29.9 ^s	+27°20'00"	SBm pec	7.2	2	1800	R_c
UGC 1256	NGC 672	01 ^h 47 ^m 54.5 ^s	+27°25'58"	SBc pec	7.2	2	1800	R_c
UGC 1317	NGC 674	01 ^h 51 ^m 17.6 ^s	+22°21'29"	SAB(r)c	42.2	5/ 1	3300/ 54	R_c / g , r , i
UGC 1437	NGC 753	01 ^h 57 ^m 42.2 ^s	+35°54'58"	SABC	66.8	1	300	R_c
UGC 1655	NGC 828	02 ^h 10 ^m 09.6 ^s	+39°11'25"	Sa	73.0	3	1800	R_c
UGC 1736	NGC 864	02 ^h 15 ^m 27.6 ^s	+06°00'09"	SABC	17.6	1	300	R_c
UGC 1810	UGC 1810	02 ^h 21 ^m 28.7 ^s	+39°22'32"	Sb pec	102.4	4	3600	R_c

Tabela 2.1: continuação.

Nome UGC	Nome Principal	α (J2000)	δ (J2000)	Tipo Morfológico	Distância (Mpc)	Nº de Imagens	Tempo de Exposição(s)	Banda
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
UGC 1886	UGC 1886	02 ^h 26 ^m 00.5 ^s	+39°28'15"	SABb	66.5	4	3600	R _c
UGC 1913	NGC 925	02 ^h 27 ^m 16.9 ^s	+33°34'45"	SBcd	9.3	3	2100	R _c
UGC 2023	UGC 2023	02 ^h 33 ^m 18.2 ^s	+33°29'28"	I	7.8	3	3300	R _c
UGC 2045	NGC 972	02 ^h 34 ^m 13.4 ^s	+29°18'41"	Sab	22.7	1	300	R _c
UGC 2053	UGC 2053	02 ^h 34 ^m 29.3 ^s	+29°44'59"	IB	12.7	3	1440	R _c
UGC 2080	IC 239	02 ^h 36 ^m 27.9 ^s	+38°58'12"	SABC	13.7	12	720	R _c
UGC 2082	UGC 2082	02 ^h 36 ^m 16.2 ^s	+25°25'26"	Sc	10.2	1	54	g, r, i
UGC 2141	NGC 1012	02 ^h 39 ^m 14.9 ^s	+30°09'05"	S0-a	12.2	4	3000	R _c
UGC 2183	NGC 1056	02 ^h 42 ^m 48.3 ^s	+28°34'27"	Sa	18.6	5	4500	R _c
UGC 2193	NGC 1058	02 ^h 43 ^m 30.0 ^s	+37°20'29"	Sc	9.8	3	2700	R _c
UGC 2455	NGC 1156	02 ^h 59 ^m 42.2 ^s	+25°14'14"	IB	7.8	3	1800	R _c
UGC 2503	NGC 1169	03 ^h 03 ^m 34.8 ^s	+46°23'11"	SB(r)b	34.4	5	3000	R _c
IC 2542	IC 2542	10 ^h 07 ^m 50.5 ^s	+34°18'55"	SBc	83.4	1	54	g, r, i
UGC 2800	UGC 2800	03 ^h 40 ^m 02.5 ^s	+71°24'21"	I	20.6	3	2700	R _c
UGC 2855	UGC 2855	03 ^h 48 ^m 20.7 ^s	+70°07'58"	SABC	17.5	1	300	R _c
UGC 3013	NGC 1530	04 ^h 23 ^m 27.1 ^s	+75°17'44"	SB(r)b	36.3	6	3600	R _c
UGC 3056	NGC 1569	04 ^h 30 ^m 49.1 ^s	+64°50'53"	IB	2.5	2	600	R _c
UGC 3273	UGC 3273	05 ^h 17 ^m 44.4 ^s	+53°33'05"	SAB(r)m	12.2	3	2700	R _c
UGC 3334	NGC 1961	05 ^h 42 ^m 04.6 ^s	+69°22'42"	SABb	55.6	3	1500	R _c
UGC 3382	UGC 3382	05 ^h 59 ^m 47.7 ^s	+62°09'29"	SB(r)a	62.8	4	3000	R _c
UGC 3384	UGC 3384	06 ^h 01 ^m 37.0 ^s	+73°07'00"	Sm	17.0	4	3200	R _c
UGC 3463	IC 2166	06 ^h 26 ^m 55.6 ^s	+59°04'48"	SABC	38.6	2	960	R _c
UGC 3521	UGC 3521	06 ^h 54 ^m 59.9 ^s	+84°02'31"	Sc	62.6	1	54	g, r, i
UGC 3528	UGC 3528	06 ^h 56 ^m 10.9 ^s	+84°04'44"	SBab	61.8	1	54	g, r, i
UGC 3618	NGC 2308	06 ^h 58 ^m 37.6 ^s	+45°12'38"	Sab	80.0	2	1440	R _c
UGC 3708	NGC 2341	07 ^h 09 ^m 11.9 ^s	+20°36'10"	Sbc pec	70.0	2	1440	R _c
UGC 3740	NGC 2276	07 ^h 27 ^m 14.4 ^s	+85°45'16"	SAB(r)c pec	17.1	2	600	R _c
UGC 3809	NGC 2336	07 ^h 27 ^m 04.1 ^s	+80°10'41"	SB(r)bc	32.9	4	1200	R _c
UGC 3851	NGC 2366	07 ^h 28 ^m 54.7 ^s	+69°12'57"	IB	3.4	3	900	R _c
UGC 3876	UGC 3876	07 ^h 29 ^m 17.5 ^s	+27°53'58"	Scd	14.5	2	1440	R _c
UGC 3915	IC 2199	07 ^h 34 ^m 55.7 ^s	+31°16'35"	SBc	63.6	2	1440	R _c
UGC 4026	NGC 2449	07 ^h 47 ^m 20.3 ^s	+26°55'49"	Sab	64.7	2 / 1	1200 / 54	R _c / g, r, i
UGC 4165	NGC 2500	08 ^h 01 ^m 53.2 ^s	+50°44'14"	SBcd	11.0	2	600	R _c
UGC 4256	NGC 2532	08 ^h 10 ^m 15.2 ^s	+33°57'24"	SABC	71.7	2	1440	R _c
UGC 4273	NGC 2543	08 ^h 12 ^m 57.9 ^s	+36°15'17"	SBb pec	35.4	1	54	g, r, i
UGC 4274	NGC 2537	08 ^h 13 ^m 14.6 ^s	+45°59'23"	SBd	6.9	4	1200	R _c
UGC 4278	IC 2233	08 ^h 13 ^m 58.9 ^s	+45°44'32"	SBc	9.6	3	1800	R _c
UGC 4284	NGC 2541	08 ^h 14 ^m 40.1 ^s	+49°03'42"	SABC	9.8	1	54	g, r, i
UGC 4305	Holmberg II	08 ^h 19 ^m 05.0 ^s	+70°43'12"	I	3.4	1	309	R _c
UGC 4325	NGC 2552	08 ^h 19 ^m 20.5 ^s	+50°00'35"	SABm	10.9	3	900	R _c
UGC 4393	UGC 4393	08 ^h 26 ^m 04.4 ^s	+45°58'04"	SBc	31.5	2 / 1	1440 / 54	R _c / g, r, i
UGC 4422	NGC 2595	08 ^h 27 ^m 42.0 ^s	+21°28'45"	SAB(r)c	58.1	1	54	g, r, i
UGC 4456	IC 509	08 ^h 32 ^m 03.5 ^s	+24°00'39"	S(r)c	74.0	2 / 1	1440 / 54	R _c / g, r, i
UGC 4499	UGC 4499	08 ^h 37 ^m 41.5 ^s	+51°39'09"	SBd	12.2	1	54	g, r, i
UGC 4543	UGC 4543	08 ^h 43 ^m 21.6 ^s	+45°44'08"	Sd	30.3	4	1200	R _c
UGC 4555	NGC 2649	08 ^h 44 ^m 08.3 ^s	+34°43'02"	SABb	58.0	2	1440	R _c
UGC 4770	NGC 2746	09 ^h 05 ^m 59.4 ^s	+35°22'39"	SBa	95.9	1	54	g, r, i
UGC 4820	NGC 2775	09 ^h 10 ^m 20.1 ^s	+07°02'17"	S(r)ab	17.1	1	54	g, r, i
UGC 4936	NGC 2805	09 ^h 20 ^m 20.4 ^s	+64°06'10"	SAB(r)c	25.6	3	900	R _c
UGC 5045	UGC 5045	09 ^h 28 ^m 10.0 ^s	+44°39'53"	SAB(r)c	105.1	1	54	g, r, i
UGC 5228	UGC 5228	09 ^h 46 ^m 03.6 ^s	+01°40'06"	SBc	24.7	1	54	g, r, i
UGC 5251	NGC 3003	09 ^h 48 ^m 36.0 ^s	+33°25'17"	SBbc pec	21.5	4	1200	R _c
UGC 5253	NGC 2985	09 ^h 50 ^m 22.2 ^s	+72°16'43"	Sab	21.1	3	1800	R _c
UGC 5272	UGC 5272	09 ^h 50 ^m 22.4 ^s	+31°29'16"	IB	7.1	1	300	R _c
UGC 5279	NGC 3026	09 ^h 50 ^m 55.4 ^s	+28°33'04"	IB	21.3	1	54	g, r, i
NGC 5296	NGC 5296	13 ^h 46 ^m 18.7 ^s	+43°51'05"	S0-a	32.8	1	54	g, r, i
UGC 5316	NGC 3027	09 ^h 55 ^m 40.6 ^s	+72°12'13"	SBc	17.6	3	1800	R _c
UGC 5351	NGC 3067	09 ^h 58 ^m 21.1 ^s	+32°22'12"	SABA	19.3	1	54	g, r, i
UGC 5373	Sextans B	10 ^h 00 ^m 00.1 ^s	+05°19'56"	IB	1.4	1	54	g, r, i
UGC 5398	NGC 3077	10 ^h 03 ^m 19.1 ^s	+68°44'02"	Sd	3.8	1	54	g, r, i

Tabela 2.1: continuação.

Nome UGC	Nome Principal (1)	α (J2000) (3)	δ (J2000) (4)	Tipo Morfológico (5)	Distância (Mpc) (6)	Nº de Imagens (7)	Tempo de Exposição(s) (8)	Banda (9)
UGC 5414	NGC 3104	10 ^h 03 ^m 57.4 ^s	+40°45'25"	IAB(r)	10.0	3	1200	R _c
UGC 5510	NGC 3162	10 ^h 13 ^m 31.6 ^s	+22°44'15"	SAB(r)c	18.6	1	54	g, r, i
UGC 5556	NGC 3187	10 ^h 17 ^m 47.9 ^s	+21°52'24"	SBc pec	22.2	1	54	g, r, i
UGC 5721	NGC 3274	10 ^h 32 ^m 17.3 ^s	+27°40'08"	SBcd	6.5	4	2100	R _c
UGC 5786	NGC 3310	10 ^h 38 ^m 45.9 ^s	+53°30'12"	SAB(r)b	14.2	6	2700	R _c
UGC 5789	NGC 3319	10 ^h 39 ^m 09.5 ^s	+41°41'12"	SBc	14.1	1	300	R _c
UGC 5829	UGC 5829	10 ^h 42 ^m 41.9 ^s	+34°26'56"	IB	9.0	4	1200	R _c
UGC 5840	NGC 3344	10 ^h 43 ^m 31.2 ^s	+24°55'20"	SB(r)bc	6.9	1	54	g, r, i
UGC 5842	NGC 3346	10 ^h 43 ^m 38.9 ^s	+14°52'19"	SBc	15.2	2	1440	R _c
UGC 5931	NGC 3395	10 ^h 49 ^m 50.1 ^s	+32°58'58"	SBc pec	21.2	2	900	R _c
UGC 5935	NGC 3396	10 ^h 49 ^m 55.1 ^s	+32°59'27"	SBm pec	26.4	2	900	R _c
UGC 5982	NGC 3430	10 ^h 52 ^m 11.4 ^s	+32°57'02"	SBc	20.8	2/ 1	1200/ 54	R _c / g, r, i
UGC 6118	NGC 3504	11 ^h 03 ^m 11.2 ^s	+27°58'21"	SB(r)ab	19.8	1	54	g, r, i
UGC 6277	NGC 3596	11 ^h 15 ^m 06.2 ^s	+14°47'13"	SABc	16.9	1	54	g, r, i
UGC 6419	NGC 3664	11 ^h 24 ^m 24.3 ^s	+03°19'30"	SBm	18.8	1	54	g, r, i
UGC 6521	NGC 3719	11 ^h 32 ^m 13.5 ^s	+00°49'09"	S(r)bc	78.6	1	54	g, r, i
UGC 6523	NGC 3720	11 ^h 32 ^m 21.6 ^s	+00°48'14"	Sa	80.0	2	1440	R _c
UGC 6537	NGC 3726	11 ^h 33 ^m 21.1 ^s	+47°01'45"	SB(r)c	14.3	3	1800	R _c
UGC 6628	UGC 6628	11 ^h 40 ^m 05.7 ^s	+45°56'32"	SAB(r)m	15.3	3	1800	R _c
UGC 6702	NGC 3840	11 ^h 43 ^m 59.0 ^s	+20°04'37"	Sa	99.8	3/ 1	2700/ 54	R _c / g, r, i
UGC 6778	NGC 3893	11 ^h 48 ^m 38.2 ^s	+48°42'39"	SABC pec	15.5	3	1800	R _c
UGC 6787	NGC 3898	11 ^h 49 ^m 15.4 ^s	+56°05'04"	Sab	18.9	4	2220	R _c
UGC 7021	NGC 4045	12 ^h 02 ^m 42.2 ^s	+01°58'37"	SAB(r)a	26.8	1	54	g, r, i
UGC 7045	NGC 4062	12 ^h 04 ^m 03.8 ^s	+31°53'45"	SABC	11.4	2	720	R _c
UGC 7154	NGC 4145	12 ^h 10 ^m 01.5 ^s	+39°53'02"	SBcd	16.2	4	2400	R _c
UGC 7278	NGC 4214	12 ^h 15 ^m 39.2 ^s	+36°19'37"	IB	2.9	3	900	R _c
UGC 7323	NGC 4242	12 ^h 17 ^m 30.2 ^s	+45°37'09"	SBd	8.1	3	2700	R _c
UGC 7524	NGC 4395	12 ^h 25 ^m 48.9 ^s	+33°32'49"	SB(r)m	4.6	3	2700	R _c
UGC 7592	NGC 4449	12 ^h 28 ^m 11.1 ^s	+44°05'37"	IB	2.9	1	300	R _c
UGC 7699	UGC 7699	12 ^h 32 ^m 48.0 ^s	+37°37'18"	SBc	9.3	2	1200	R _c
UGC 7766	NGC 4559	12 ^h 35 ^m 57.6 ^s	+27°57'36"	SBc	13.0	1	54	g, r, i
UGC 7831	NGC 4605	12 ^h 39 ^m 59.4 ^s	+61°36'33"	SBc	5.2	3	1800	R _c
UGC 7853	NGC 4618	12 ^h 41 ^m 32.8 ^s	+41°09'03"	SBm	8.9	1	54	g, r, i
UGC 7861	NGC 4625	12 ^h 41 ^m 52.7 ^s	+41°16'26"	SAB(r)m pec	10.2	4	2100	R _c
UGC 7876	NGC 4635	12 ^h 42 ^m 39.2 ^s	+19°56'43"	SABC	14.5	2/ 1	1200/ 54	R _c / g, r, i
UGC 7901	NGC 4651	12 ^h 43 ^m 42.6 ^s	+16°23'36"	Sc pec	20.7	2	720	R _c
UGC 7971	NGC 4707	12 ^h 48 ^m 22.9 ^s	+51°09'53"	Sm	8.4	4	3600	R _c
UGC 7985	NGC 4713	12 ^h 49 ^m 57.9 ^s	+05°18'41"	SBcd	13.7	1	54	g, r, i
UGC 8334	M 63	13 ^h 15 ^m 49.3 ^s	+42°01'45"	Sbc	9.8	3	1800	R _c
UGC 8403	NGC 5112	13 ^h 21 ^m 56.4 ^s	+38°44'05"	SBc	19.1	6	2700	R _c
UGC 8490	NGC 5204	13 ^h 29 ^m 36.5 ^s	+58°25'07"	Sm	4.7	3	1800	R _c
UGC 8709	NGC 5297	13 ^h 46 ^m 23.7 ^s	+43°52'20"	SABC pec	35.0	3	900	R _c
UGC 8852	NGC 5376	13 ^h 55 ^m 16.1 ^s	+59°30'24"	SAB(r)a	30.6	1	54	g, r, i
UGC 8863	NGC 5377	13 ^h 56 ^m 16.7 ^s	+47°14'09"	SBa	25.5	1	54	g, r, i
UGC 8900	NGC 5395	13 ^h 58 ^m 38.0 ^s	+37°25'28"	Sb pec	49.2	3	1800	R _c
UGC 8937	NGC 5430	14 ^h 00 ^m 45.7 ^s	+59°19'42"	SBb	49.0	4	2100	R _c
UGC 9013	NGC 5474	14 ^h 05 ^m 01.6 ^s	+53°39'44"	Sc pec	7.2	2	1200	R _c
UGC 9179	NGC 5585	14 ^h 19 ^m 48.2 ^s	+56°43'45"	SABC	5.7	1	54	g, r, i
UGC 9219	NGC 5608	14 ^h 23 ^m 17.9 ^s	+41°46'33"	IB	10.2	1	54	g, r, i
UGC 9248	NGC 5622	14 ^h 26 ^m 12.2 ^s	+48°33'50"	Sb	54.9	1	54	g, r, i
UGC 9358	NGC 5678	14 ^h 32 ^m 05.6 ^s	+57°55'17"	SABB	29.1	1	54	g, r, i
UGC 9363	NGC 5668	14 ^h 33 ^m 24.3 ^s	+04°27'02"	S(r)cd	22.3	2	780	R _c
UGC 9366	NGC 5676	14 ^h 32 ^m 46.8 ^s	+49°27'28"	Sc	37.7	5/ 1	2100/ 54	R _c / g, r, i
UGC 9406	NGC 5693	14 ^h 36 ^m 11.2 ^s	+48°35'06"	SB(r)cd	33.8	1	54	g, r, i
UGC 9465	NGC 5727	14 ^h 40 ^m 26.1 ^s	+33°59'21"	SABd	26.4	1	54	g, r, i
UGC 9576	NGC 5774	14 ^h 53 ^m 42.5 ^s	+03°34'57"	SABC pec	27.4	1	54	g, r, i
UGC 9649	NGC 5832	14 ^h 57 ^m 45.7 ^s	+71°40'56"	SBb	7.7	4	3000	R _c
UGC 9736	NGC 5874	15 ^h 07 ^m 51.8 ^s	+54°45'10"	SABC	45.4	1	54	g, r, i
UGC 9753	NGC 5879	15 ^h 09 ^m 46.7 ^s	+57°00'01"	Sbc	12.4	3	1800	R _c
UGC 9858	UGC 9858	15 ^h 26 ^m 41.5 ^s	+40°33'52"	SABB	38.2	4	2100	R _c

Tabela 2.1: continuação.

Nome UGC	Nome Principal	α (J2000)	δ (J2000)	Tipo Morfológico	Distância (Mpc)	Nº de Imagens	Tempo de Exposição(s)	Banda
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
UGC 9866	NGC 5949	15 ^h 28 ^m 00.7 ^s	+64°45'48"	S(r)bc	7.4	2	840	R _c
UGC 9943	NGC 5970	15 ^h 38 ^m 30.0 ^s	+12°11'12"	SB(r)c	28.0	1	54	g, r, i
UGC 9969	NGC 5985	15 ^h 39 ^m 37.1 ^s	+59°19'55"	SB(r)b	36.0	3	1500	R _c
UGC 9992	UGC 9992	15 ^h 41 ^m 47.9 ^s	+67°15'15"	I	10.4	3	1800	R _c
UGC 10075	NGC 6015	15 ^h 51 ^m 25.2 ^s	+62°18'36"	Sc	14.7	1	54	g, r, i
UGC 10310	UGC 10310	16 ^h 16 ^m 18.3 ^s	+47°02'47"	SBm	12.7	1	300	R _c
UGC 10359	NGC 6140	16 ^h 20 ^m 58.2 ^s	+65°23'26"	SBc pec	16.0	1	300	R _c
UGC 10445	UGC 10445	16 ^h 33 ^m 47.6 ^s	+28°59'05"	SB(r)c pec	16.9	1/ 1	300/ 54	R _c / g, r, i
UGC 10521	NGC 6207	16 ^h 43 ^m 03.8 ^s	+36°49'57"	Sc	18.0	1	54	g, r, i
UGC 10652	NGC 6283	16 ^h 59 ^m 26.6 ^s	+49°55'19"	S(r)bc	18.2	2	960	R _c
UGC 10757	IC 1251	17 ^h 10 ^m 12.9 ^s	+72°24'38"	Sc	19.5	2	960	R _c
UGC 10791	UGC 10791	17 ^h 14 ^m 38.7 ^s	+72°23'55"	SABm	21.7	1	54	g, r, i
UGC 10897	NGC 6412	17 ^h 29 ^m 37.5 ^s	+75°42'16"	SABC	20.5	2	900	R _c
UGC 11283	IC 1291	18 ^h 33 ^m 52.6 ^s	+49°16'43"	SBd	31.3	2	1200	R _c
UGC 11283c	UGC 11283c	18 ^h 33 ^m 52.6 ^s	+49°16'43"	Sc	31.3	2	1200	R _c
UGC 11300	NGC 6689	18 ^h 34 ^m 50.3 ^s	+70°31'26"	SABC	8.4	2	960	R _c
UGC 11466	UGC 11466	19 ^h 42 ^m 58.8 ^s	+45°17'53"	Sc	14.2	2	1080	R _c
UGC 11470	NGC 6824	19 ^h 43 ^m 40.7 ^s	+56°06'34"	Sab	50.8	1	300	R _c
UGC 11557	UGC 11557	20 ^h 24 ^m 00.7 ^s	+60°11'41"	SABd	19.7	1	54	g, r, i
UGC 11597	NGC 6946	20 ^h 34 ^m 52.3 ^s	+60°09'14"	SABC	5.9	3	1440	R _c
UGC 11670	NGC 7013	21 ^h 03 ^m 33.6 ^s	+29°53'51"	S(r)a	12.8	2	450	R _c
UGC 11707	UGC 11707	21 ^h 14 ^m 31.8 ^s	+26°44'04"	Sd	15.9	5	3301	R _c
UGC 11852	UGC 11852	21 ^h 55 ^m 59.3 ^s	+27°53'54"	SBa	80.1	3	2700	R _c
UGC 11861	UGC 11861	21 ^h 56 ^m 24.0 ^s	+73°15'39"	SABd	25.1	1	300	R _c
UGC 11891	UGC 11891	22 ^h 03 ^m 33.9 ^s	+43°44'57"	I	9.0	3	3600	R _c
UGC 11909	UGC 11909	22 ^h 06 ^m 16.2 ^s	+47°15'04"	Sbc	17.7	1	300	R _c
UGC 11914	NGC 7217	22 ^h 07 ^m 52.4 ^s	+31°21'34"	S(r)ab	15.0	2	1800	R _c
UGC 11951	NGC 7231	22 ^h 12 ^m 30.1 ^s	+45°19'42"	SBa	17.4	3	2100	R _c
UGC 12060	UGC 12060	22 ^h 30 ^m 34.0 ^s	+33°49'11"	IB	15.7	10	6000	R _c
UGC 12082	UGC 12082	22 ^h 34 ^m 10.8 ^s	+32°51'38"	SABm	10.1	5	3000	R _c
UGC 12101	NGC 7320	22 ^h 36 ^m 03.4 ^s	+33°56'53"	Scd	15.1	3	1800	R _c
UGC 12212	UGC 12212	22 ^h 50 ^m 30.3 ^s	+29°08'18"	Sm	15.5	2	1800	R _c
UGC 12276	NGC 7440	22 ^h 58 ^m 32.5 ^s	+35°48'09"	SB(r)a	77.8	3	2700	R _c
UGC 12276c	UGC 12276c	22 ^h 58 ^m 32.5 ^s	+35°48'09"	S?	77.8	3	2700	R _c
UGC 12343	NGC 7479	23 ^h 04 ^m 56.7 ^s	+12°19'22"	SBbc	26.9	3	1500	R _c
UGC 12632	UGC 12632	23 ^h 29 ^m 58.7 ^s	+40°59'25"	SABm	8.0	5	4500	R _c
UGC 12754	NGC 7741	23 ^h 43 ^m 54.4 ^s	+26°04'32"	SBc	8.9	2	1200	R _c

A figura 2.2 ilustra algumas propriedades da amostra fotométrica aqui estudada. Na imagem superior, vê-se a distribuição de distâncias da amostra, mostrando que todas as galáxias da amostra são próximas. Do total de 173 galáxias, 96 galáxias estão a menos de 20 Mpc de distância, ou seja, cerca de 56% da amostra. Por outro lado, a galáxia mais distante está a 105 Mpc de distância. Na imagem inferior, é mostrada a distribuição de tipos morfológicos da amostra fotométrica. Ao todo, 18 galáxias são irregulares, 58 são espirais barradas, 48 são espirais não-barradas, 46 são de tipo intermediário entre barradas e não-barradas, além de 2 lenticulares e uma não definida.

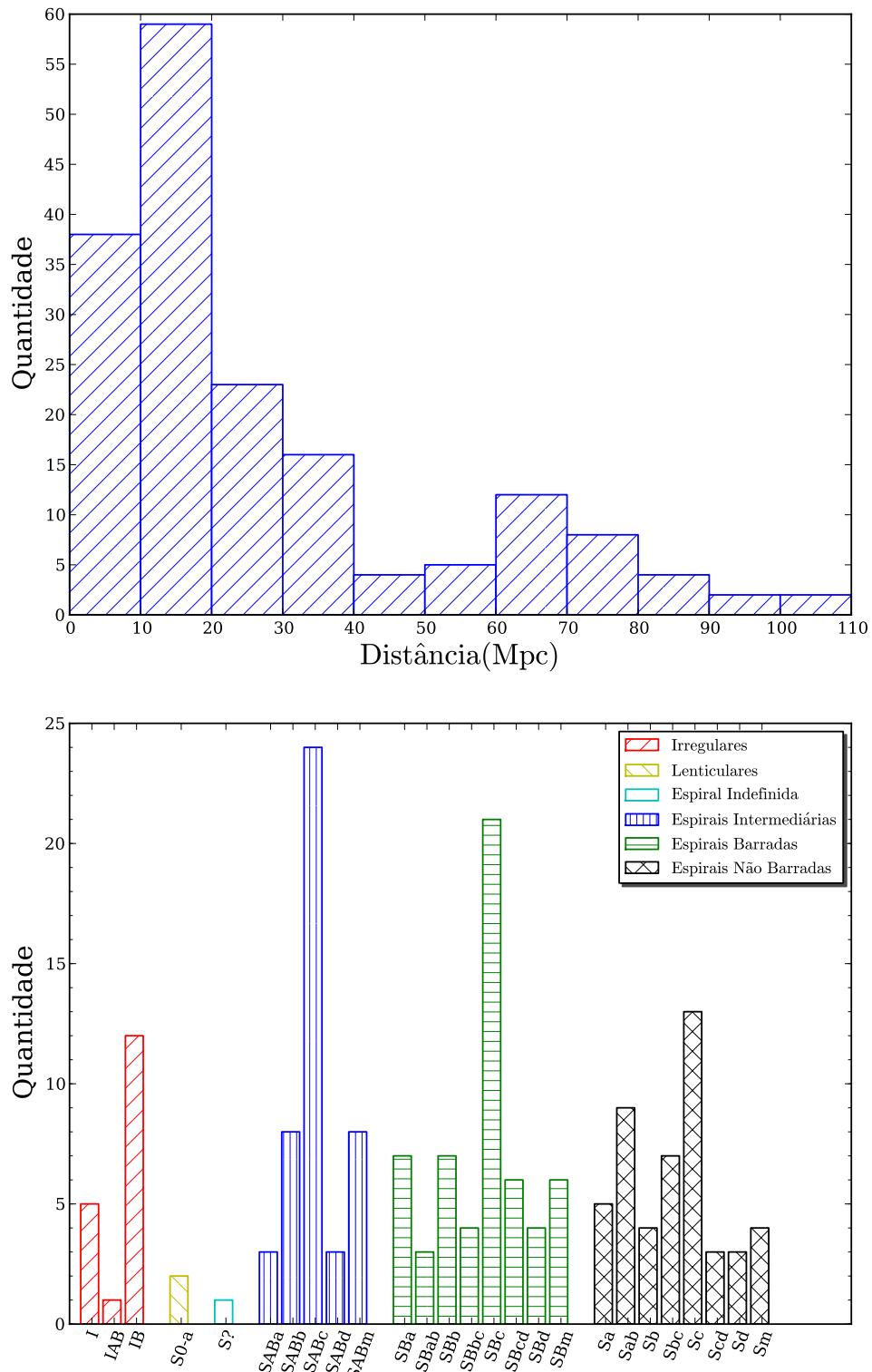


Figura 2.2: Histograma das distâncias e tipos morfológicos das 173 galáxias da amostra fotométrica do GHASP.

2.2 Redução dos dados GHASP

No decorrer de 7 anos de observações no OHP, 605 imagens de galáxias foram obtidas para 130 galáxias da amostra GHASP, em um total de 39 noites de observação. A partir deste conjunto, a redução de dados foi executada com o objetivo de se construírem imagens únicas para cada um dos objetos, de maneira a se obter a melhor relação sinal-ruído possível.

Nas seções à seguir, serão apresentadas as técnicas utilizadas para o processamento destas imagens. Primeiramente, na seção 2.2.1, algumas características das imagens serão destacadas. Em seguida, serão mostradas as tarefas de redução propriamente dita: remoção de raios cósmicos (seção 2.2.2), alinhamento das imagens (2.2.3), subtração do céu (2.2.4) e combinação das imagens (2.2.5). As seções 2.2.6 e 2.2.7 mostram uma análise sobre os resultados da redução, no que diz respeito às incertezas devido à remoção do céu e aos gradientes das imagens, respectivamente.

Todas as tarefas computacionais desta etapa do processo fizeram uso de ferramentas do pacote de redução IRAF, desenvolvido pelo National Optical Astronomy Observatory (NOAO), e serão citadas em *verbatim*. As ferramentas deste pacote serviram de base para o desenvolvimento de programas em Python², através do programa PyRAF³, que possibilitaram a automação de muitos processos envolvidos na redução.

2.2.1 Verificação das imagens

As imagens observadas pelo GHASP foram obtidas no telescópio de 1,20m do OHP. Este telescópio, em funcionamento desde 1943, possui foco Newtoniano com razão focal f/6. Para a detecção, é utilizado um CCD SITe 1024 x 1024 com revestimento anti-reflexivo e com iluminação traseira. A escala de placa nominal é de aproximadamente 0,69 segundos de arco por pixel, de maneira que as imagens possuem uma área de 11,7 x 11,7 arcmin².

Na maioria dos casos, múltiplas imagens foram obtidas para cada objeto, com tempos de exposição individuais variando entre 300 e 900 segundos. As imagens de cada galáxia foram observadas com dithering, isto é, com pequenos deslocamentos da câmera em relação ao objeto, da ordem de alguns pixels. Como apontado por Hook e Fruchter (2000), esta técnica

² <http://www.python.org>

³ http://www.stsci.edu/resources/software_hardware/pyraf

é útil para a remoção de artefatos, pixeis mortos, colunas defeituosas e raios cósmicos, mas também possui a desvantagem de aumentar o tempo necessário para a redução de dados, uma vez que a adição dos vários quadros requer maior cuidado.

As imagens GHASP possuem duas faixas com pixeis defeituosos, como visto na figura 2.3. Ambas são verticais, com dois pixeis de largura, e se originam na parte superior da imagem, mas com extensões diferentes. Estes defeitos não foram tratados durante a redução pois puderam ser removidos durante a combinação das imagens ou foram mascarados durante as rotinas de medição.

Todas as imagens foram verificadas visualmente, e apenas dois problemas foram verificados. As imagens de uma das galáxias supostamente observada não pôde ser utilizada por um erro de apontamento. Para outras duas imagens, de uma outra galáxia, houve um erro de acompanhamento que danificou o resultado da observação. Com isso, 128 galáxias puderam ser estudadas (2 galáxias defeituosas).



Figura 2.3: Colunas defeituosas do CCD, demarcadas pelas linhas pretas.

2.2.2 Remoção de raios cósmicos

Eventuais raios cósmicos das imagens foram removidos pela ferramenta `cosmicrays`. Pixeis com contagens muito acima da média local – maior que 25 vezes o desvio padrão da média – são substituídos por um valor calculado por interpolação.

2.2.3 Alinhamento das imagens

Para corrigir o dithering, alinhando as diferentes imagens das galáxias, é feito o cálculo da diferença de posicionamento através da tarefa `immatch`, e o deslocamento é feito através do programa `imshift`. Para isto, é necessário definir uma imagem como referência e um setor das imagens como base para o algoritmo. A imagem de referência não é um parâmetro crítico para a convergência do algoritmo, diferentemente do setor utilizado. Este segundo é importante porque estrelas brilhantes saturadas e mesmo objetos extensos podem resultar em erros no funcionamento do programa.

Como o resultado positivo desta tarefa é obtido heuristicamente, um programa simples foi desenvolvido para facilitar a tarefa. A partir da lista de imagens de uma galáxia, a tarefa de cálculo e deslocamento é feita utilizando uma das imagens e um setor pré-definido. O resultado é checado visualmente. O programa pede para que o usuário afirme se o resultado é satisfatório ou não. Em caso negativo, o programa pede uma nova imagem de referência e um novo setor, e os programas são executados novamente. Em caso positivo, os resultados são utilizados nas etapas posteriores. Foram utilizados cinco setores pré-definidos: a imagem toda (padrão) e os quatro quadrantes da imagem.

As imagens deslocadas mantém o tamanho original (1024 x 1024). Como consequência, nos cantos das imagens deslocadas podem ser observadas faixas com a mesma informação da última fileira repetidamente. Estas faixas não foram removidas nas etapas posteriores porque, em geral, não afetavam a região com a galáxia e também porque puderam ser mascaradas nas etapas posteriores.

2.2.4 Remoção do céu

As contagens vistas em uma imagem são compostas pela superposição das contagens dos objetos astronômicos e do céu. Considerando o caso de uma galáxia, as contagens do objeto no pixel (x, y) da imagem são dadas por

$$C_o(x, y) = C_{o+s}(x, y) - C_{s,e}(x, y), \quad (2.1)$$

onde $C_{o+s}(x, y)$ representa a contagem total (objeto mais céu) e $C_{s,e}(x, y)$ é o céu estimado ([Newberry, 1991](#))⁴.

⁴ Note que estas contagens são dadas em número de elétrons, e não em unidades analógico-digital,

A determinação precisa da função $C_{s,e}(x, y)$, é uma tarefa central para a obtenção de fotometria de boa qualidade. Para se entender com alguma confiança as propriedades de objetos muito fracos, como, por exemplo, discos de galáxias espirais, é necessário observar regiões com brilho superficial da ordem de 1% do brilho do céu (o equivalente a 5 magnitudes). Esta tarefa é, de longe, a maior fonte de incertezas para a determinação de magnitudes e perfis de brilho superficial de galáxias (Courteau, 1996; Koopmann et al., 2001).

O que torna a remoção do céu incerta é a sua natureza estocástica. Toda a luz absorvida é convertida em elétrons dentro do CCD aleatoriamente, com uma taxa média no tempo dada pela eficiência quântica do detetor. Isto gera um ruído com o comportamento de uma variável aleatória com distribuição de Poisson (Newberry, 1991), também chamado de shot noise.

A figura 2.4 ilustra o efeito da subtração do céu sobre o perfil de brilho de um disco, quando feito corretamente ou não. Neste caso, o céu, com brilho superficial de $\mu_R = 20.9$ mag/arcseg² (Binney e Merrifield, 1998), é removido com erros de $\pm 1\%$ de um disco com $\mu_0 = 20$ mag/arcseg² e escala de disco r_0 .

Muitos métodos para a subtração do céu são encontrados na literatura. Um método rápido, porém não muito preciso, é adotar o valor do céu como a moda da distribuição de contagens de toda a imagem. O céu também pode ser estimado a partir de perfis de brilho estendidos até raios muito maiores que o tamanho da galáxia (Courteau, 1996). Porém, a técnica utilizada neste trabalho é similar à utilizada por de Jong e van der Kruit (1994), Heraudeau e Simien (1996), Courteau (1996) e Jansen et al. (2000), que consiste na estimativa de valores do céu a partir de regiões (ou “caixas”) selecionadas da imagem. Nestes casos, alguns retângulos são escolhidos em posições em que há o mínimo de fontes possível, de maneira a abranger a maior área possível da imagem, tais como aquelas demarcadas por retângulos da imagem 2.5 à esquerda.

Esta abordagem de caixas, tal como utilizada normalmente, somente é adequada em casos em que $C_{s,e}(x, y)$ é aproximadamente constante em toda a imagem. Para uma fração considerável das imagens GHASP na banda R_c, porém, uma variação diagonal de baixa frequência é observada, como pode ser visto na figura 2.5 à esquerda.

embora ambas sejam relacionadas pelo ganho: $g = C_{eletrons}/C_{ADU}$.

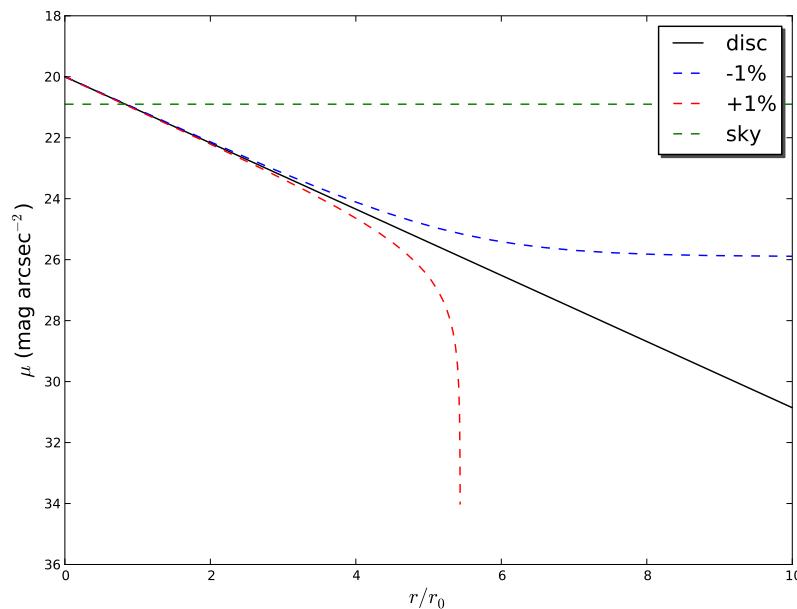


Figura 2.4: Efeito de um céu removido erroneamente em um disco exponencial. A linha sólida preta indica o disco com o céu perfeitamente removido. A linha tracejada azul indica um céu sub-estimado em 1% e a linha tracejada vermelha indica um céu super-estimado na mesma proporção. A linha tracejada verde mostra o brilho superficial típico do céu, $\mu_R = 20.9 \text{ mag/arcseg}^2$.



Figura 2.5: Subtração do céu com um gradiente. Esquerda: Típica variação de baixa frequência das imagens na banda R_c. Os retângulos brancos indicam as caixas selecionadas como “céu”. Centro: Modelo polinomial para as contagens do céu calculado pelo `imsurfit`. Direita: Imagem após a remoção do modelo do céu.

Esta variação sistemática nas contagens do céu, também chamada de gradiente ([Peletier et al., 1990](#)), foi removida usando as caixas de céu como base para um ajuste de um polinômio de Legendre de segunda ordem utilizando o programa `imsurfit`. As caixas foram desenhadas manualmente sobre as imagens com o auxílio do programa SAOImage DS9, e convertidas através de um programa em uma lista comprehensível para o `imsurfit`. Com isso, um modelo do céu é gerado, como visto na figura [2.5](#) ao centro, e subtraído da imagem da galáxia.

Como apontado por [Courteau \(1996\)](#), o método utilizado na subtração do céu pode introduzir um offset em relação ao programa que os calcula os perfis de brilho, simplesmente porque os dois utilizam estimadores diferentes para $C_{s,e}(x, y)$. Por isso, após a subtração do céu pelo `imsurfit`, a mediana das contagens do céu dentro das diferentes caixas foram forçadas a zero, reajustando o céu na ordem de 0,2%. Desta maneira os perfis de brilho se ajustam mais naturalmente ao céu, de maneira que os modelos são subtraídos mais naturalmente das imagens residuais. A escolha da mediana, ao invés da média aritmética, se deve ao fato deste indicador ser menos afetado por contagens anômalas. O resultado na imagem da galáxia, $C_o(x, y)$, pode ser observado na figura [2.5](#) à direita, onde se nota um céu sem o gradiente observado anteriormente.

Este método, embora muito conveniente na maioria dos casos (~90%), não pôde ser aplicado sempre por diferentes razões: 1) o campo observado possui um número muito grande de estrelas que dificulta a seleção de caixas para o ajuste; 2) Há pelo menos uma estrela muito forte e saturada que contamina a luz do céu em uma fração significativa do CCD, de maneira que o padrão do céu é afetado e se torna mais complexo; 3) a galáxia cobre uma fração significativa da imagem. Neste casos, a alternativa foi utilizar um valor constante ao invés de um polinômio para o modelo.

Outras variações sistemáticas nas contagens do céu também foram observadas, mas não foram tratadas neste trabalho, dado que mostraram ser variações da ordem de 0,2%. O caso mais comum, nestes casos, é a observação de duas faixas “escuras” verticais observadas após a subtração do céu, como pode ser visto na figura [2.5](#) à direita.

A remoção do céu foi feita individualmente para cada imagem. Esta tarefa poderia ter sido feita antes do alinhamento, ou até mesmo depois da combinação, mas algumas considerações direcionaram o procedimento adotado. Primeiramente, desenhar as regiões

manualmente requeria bastante zelo, e consequentemente tempo, e por isso alinhar as imagens antes era uma vantagem, desde que observadas as faixas defeituosas devido ao `imshift`. Além disso, se considerarmos o céu com o gradiente observado para várias imagens da mesma galáxia, a combinação destas imagens poderia gerar um céu com um padrão bem mais complicado de ser tratado do que individualmente, como foi feito. Certamente, o procedimento adotado não foi o melhor possível, e algumas ideias para a automação do projeto surgiram após a execução da tarefa. Uma delas é utilizar uma grade com diversas caixas sobre toda a imagem para as quais o céu seria estimado. Então, os resultados das caixas poderia ser filtrado através de um σ -clipping, até que apenas as regiões sem fontes restassem. Este procedimento, porém, só deverá ser utilizado em uma próxima oportunidade.

2.2.5 Combinação das imagens

As diversas imagens de cada galáxia são então combinadas de maneira a se obter uma única imagem com maior qualidade, isto é, maior razão sinal-ruído, através do programa `imcombine`.

Em muitos casos, as imagens de uma mesma galáxia foram obtidas em datas diferentes, e por isso a qualidade fotométrica pode variar. Adicionalmente, o tempo de exposição das imagens de uma mesma galáxia são variados. Por isso, foi necessário um estudo da qualidade das imagens antes da combinação.

Utilizando a ferramenta de fotometria rápida do `imexam`, a largura à meia altura (full width at half maximum, FWHM) do fluxo de algumas estrelas não saturadas foi medida como estimativa do seeing. A média destes resultados, $\overline{\text{FWHM}}$, e a sua dispersão, $\sigma(\overline{\text{FWHM}})$, além do tempo de exposição das imagens, foram utilizados para comparar a qualidade fotométrica das imagens de cada galáxia.

Como regra geral, as imagens com menor seeing foram tomadas como padrão, e valores não compatíveis em 3σ foram removidos. No entanto, alguns fatores fizeram com que esta regra geral não fosse sempre seguida. Em alguns casos, utilizar imagens com seeing pior representava um ganho considerável no tempo de exposição total e, consequentemente, na razão sinal-ruído. Estas decisões foram tomadas, então, sem nenhum critério matemático fixo, e sim de maneira subjetiva, buscando uma solução satisfatória para o compromisso

entre seeing e razão sinal-ruído.

Uma vantagem da combinação das imagens é a utilização de algoritmos de rejeição, que removem valores atípicos (outliers) da imagem final, pixel a pixel, como o minmax. Neste caso, os valores mais altos e mais baixos de contagens são retirados automaticamente durante a combinação. No entanto, este processo de remoção também diminui o sinal-ruído. Considerando N_{exp} imagens com o mesmo tempo de exposição, em um caso limitado pelo céu, temos que a razão sinal-ruído é dada por

$$S/N \propto \sqrt{S} \propto \sqrt{N_{exp}}. \quad (2.2)$$

Entretanto, com o algoritmo minmax, esta razão vai para

$$S/N \propto \sqrt{N_{exp} - 2}. \quad (2.3)$$

Por isso, este método só é utilizado em casos de galáxias com 5 ou mais imagens com o mesmo tempo de exposição. Desta maneira, o sinal-ruído aproximado após a rejeição é de 77% do sinal ruído sem a rejeição. Nos casos com menos de 5 imagens, a soma direta sem rejeição foi utilizada.

O fato do tempo de exposição variar entre imagens de uma mesma galáxia dificulta a utilização de algoritmo de rejeição, pois seria necessário a utilização de pesos durante a combinação. Para evitar isso, a soma direta foi utilizada nestes casos, independentemente do número de imagens.

Os modelos de céu estimados anteriormente para cada imagem também foram combinados, sempre de acordo com o critério de combinação escolhido para cada galáxia. Estes modelos foram utilizados para a determinação do erro na subtração do céu e para o estudo do gradiente das imagens, como visto a seguir.

2.2.6 Erro na determinação do céu

É costume na fotometria de galáxias utilizar a razão entre a dispersão e a média do céu como medida de incerteza, isto é,

$$f_{sky} = \frac{\sigma_{s,e}}{C_{s,e}(x, y)}. \quad (2.4)$$

O valor médio do céu, $\overline{C_{s,e}(x,y)}$, para uma determinada galáxia é medido através da combinação dos modelos de céu (via `imcombine`) das diferentes imagens que compõem a galáxia. No entanto, como visto na seção 2.2.4, os modelos de céu não são constantes em toda a imagem para a maioria dos casos e, consequentemente, a combinação desses modelos pode gerar um céu muito irregular, principalmente por causa do dithering. Por isso, a fim de se obter uma estimativa de um valor representativo de $C_{s,e}(x,y)$, foi utilizada a equação

$$\overline{C_{s,e}} = \text{median}(C_{s,e}). \quad (2.5)$$

Já a dispersão do céu, medida diretamente sobre a imagem combinada (já que o modelo de céu não possui shot noise), teve de considerar dois fatores: a dispersão dos dados dentro de cada caixa de céu (σ_h), que representa a dispersão de alta frequência espacial do céu, e a dispersão entre os os valores médios das caixas (σ_l), que indica a dispersão em baixa frequência espacial do céu. O valor de σ_h foi estimado pela média dos desvios padrão de cada caixa, enquanto σ_l foi calculado pelo desvio padrão da média das caixas. Como estas duas variações não são correlacionadas, a dispersão total é dada por

$$\sigma_{s,e} = \sqrt{\sigma_h^2 + \sigma_l^2}. \quad (2.6)$$

Idealmente, é esperado que σ_h domine a dispersão total, uma vez que a maior fonte de dispersão de baixa frequência é tratada na remoção do céu. No entanto, como trata-se de um modelo, algum valor residual de dispersão de baixa frequência pode permanecer, e é considerada no cálculo de $\sigma_{s,e}$.

Calculando os erros da subtração do céu a partir da equação (2.4), obtém-se que $\langle f_{sky} \rangle = 0,8\%$ para a amostra na banda R_c . A distribuição destes erros pode ser vista na figura 2.6. Das 126 galáxias nesta banda, 77% possuem erro menor que 1%.

2.2.7 Medição dos gradientes do céu

De maneira a se estimar quantitativamente o gradiente do céu, foram utilizados os modelos de céu das imagens finais (combinadas) para determinar a razão

$$f_m = \frac{\max(C_{s,e}) - \min(C_{s,e})}{2 \cdot \text{median}(C_{s,e})}. \quad (2.7)$$

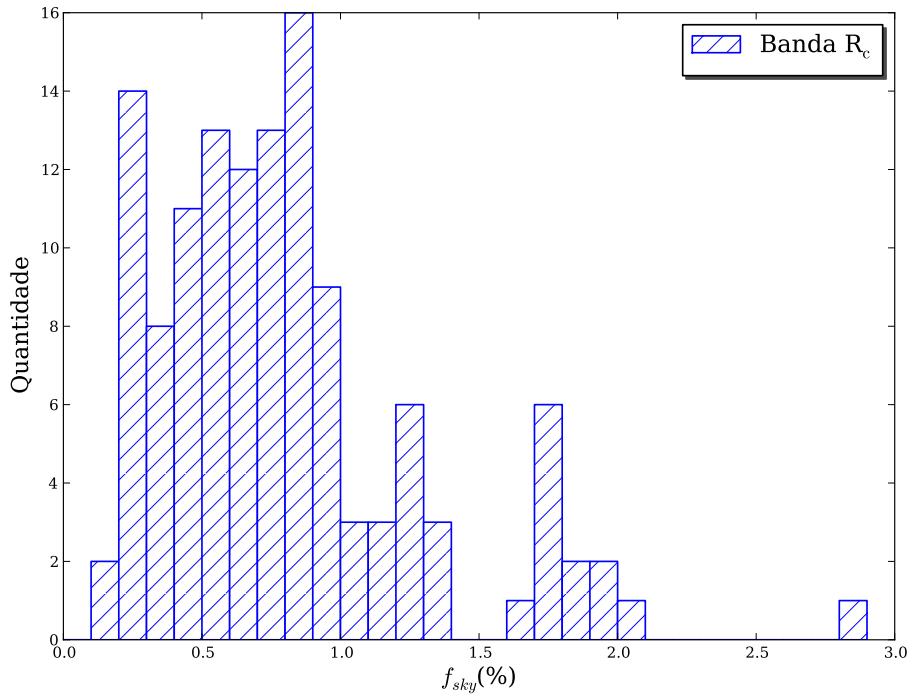


Figura 2.6: Histograma dos erros na subtração do céu.

O histograma visto na figura 2.7, construído a partir dos valores do erro nos casos em que $f_m \neq 0$, que são os casos em que não foi ajustado um polinômio. O gráfico mostra que em casos extremos esta variação chega a 8%, e que em média este valor é de 2%.

2.3 Determinação do ponto zero de calibração

A calibração fotométrica nada mais é que a conversão do sistema instrumental (ou natural) para um sistema padrão. Na prática, isto é feito através da determinação do ponto zero de calibração. Supondo que um objeto possua magnitude instrumental m' e magnitude aparente m , o ponto zero de calibração, m_0 é dado pela relação

$$m = m' + m_0. \quad (2.8)$$

O valor do ponto zero pode variar em diversas escalas de tempo, dependendo das condições atmosféricas. Porém, na maioria das observações do GHASP, as condições de observações eram fotométricas, isto é, o céu possuía estabilidade suficiente para considerar m_0 constante durante toda uma noite de observação. Isto pode ser verificado tanto pela pouca flutuação das magnitudes instrumentais de estrelas em diversos momentos da noite,

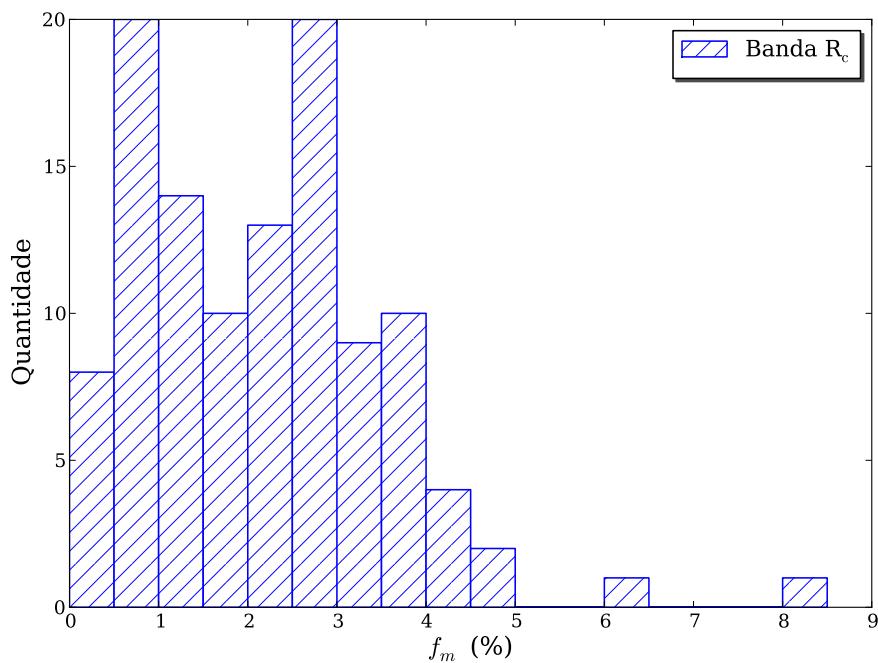


Figura 2.7: Histograma da variação sistemática do nível do céu para imagens da banda R_c com $f_m \neq 0$.

quanto pela observação de que o valor do ponto zero variou pouco para diferentes noites e diferentes métodos.

Nas observações do GHASP, estrelas do catálogo de Landolt (1992) foram observadas para 15 das 39 das noites. Além disso, também foi possível determinar o ponto zero a partir de estrelas contidas no SDSS. Por consistência, os dois métodos foram utilizados, e serão apresentados na seção 2.3.2. No entanto, primeiramente, será apresentado o método utilizado para a medição de magnitudes instrumentais estelares.

2.3.1 Determinação da magnitude instrumental

A magnitude instrumental de uma estrela é aqui definida por

$$m' = -2.5 \log_{10} \left(\frac{C_o(r)}{\Delta T} \right) - \kappa \cdot X, \quad (2.9)$$

onde C_o é a contagem total para uma estrela dentro de um raio r , ΔT é o tempo de exposição, $\kappa = 0,149$ é o coeficiente de extinção médio do OHP (Chevalier e Ilovaisky, 1991) e X é a massa de ar da observação. Como não foram observadas imagens em outras bandas, não foi considerada a correção devido à cor das estrelas. O programa phot, do pacote DAOPHOT (Stetson, 1987) foi utilizado para a medição das magnitudes

instrumentais.

Como visto na equação (2.9), a magnitude instrumental depende da contagem total da estrela. Porém, por sua vez, a contagem total depende do raio utilizado na medição, uma vez que a luz emitida por uma estrela é espalhada no caminho até o telescópio, principalmente pela atmosfera. De maneira genérica, podemos dizer que a contagem de uma estrela em função do raio pode ser dada por

$$C_o(r) = C(0) \int_0^{2\pi} \int_0^r f(r, \theta) r dr d\theta. \quad (2.10)$$

onde $C(0)$ é a contagem central da estrela e $f(r, \theta)$ é a Point Spread Function (PSF) que descreve o perfil da estrela. Assumimos uma PSF simétrica, de maneira que $f(r, \theta) \equiv f(r)$. A integral indica que é necessário integrar por um raio suficientemente grande para que se obtenha uma estimativa correta da magnitude. Porém, se este raio for grande demais, poderão ocorrer problemas devido à relação sinal-ruído, que também depende do raio, pois

$$S/N(r) = \frac{C_o(r)}{\left[C_o(r) + n(r)(f_{sky} + B^2)(1 + \frac{1}{p}) \right]^{1/2}} \quad (2.11)$$

onde n é o número de pixels da região, f_{sky} é o erro devido à subtração do céu, B é o erro devido à leitura, processamento e truncamento das medições, e p é o número de pixels utilizados para a estimativa do céu (Newberry, 1991). Pela equação (2.11), vê-se que, no caso de uma estrela, o ruído aumenta com a área, diferentemente do sinal, que tende a diminuir rapidamente. Por esse motivo, um método com duas aberturas foi utilizado: a magnitude da estrela é determinada dentro de um raio interno r_i cuja razão sinal ruído seja alta; depois, uma correção, $\delta m'(r_i, r_t)$, é calculada para determinar o valor da integral (2.10) utilizando um raio de truncamento r_t grande o suficiente para abranger toda a luz necessária para uma estimativa correta da magnitude. Assim, a magnitude instrumental pode ser escrita por

$$m' = -2.5 \log_{10} \left(\frac{C_o(r_i)}{\Delta T} \right) + \delta m'(r_i, r_t) - \kappa \cdot X, \quad (2.12)$$

O que faz o método acima ser mais confiável do que utilizar simplesmente uma grande abertura é o fato de $\delta m'$ ser constante em cada imagem, considerando que a PSF é constante ao longo do campo. Logo, ao estimar esta correção para várias estrelas brilhantes da

imagem, é possível determinar estatisticamente um valor mais representativo do que as medições individuais.

Para mostrar que a afirmação que $\delta m'$ depende apenas dos raios utilizados, e não da magnitude da estrela, consideremos a diferença de magnitude para dois raios, r e r' . Neste caso

$$\begin{aligned}\delta m'(r, r') &= -2.5 \log_{10} \frac{C_o(r)}{C_o(r')} \\ &= -2.5 \log_{10} \frac{C(0) \int_0^r f(r) r dr}{C(0) \int_0^{r'} f(r) r dr} \\ &= -2.5 \log_{10} \frac{\int_0^r f(r) r dr}{\int_0^{r'} f(r) r dr}\end{aligned}\quad (2.13)$$

Por isso, se a PSF for a mesma em toda a imagem, o valor de $\delta m'$ é constante. Verificando esta diferença de magnitudes para diversas estrelas da imagem, é possível remover valores atípicos que ocorrem devido à contaminação da luz de uma estrela por uma vizinha, e estimar o valor médio da correção.

Com o método definido, agora é necessário definir os raios a serem utilizados, r_i e r_t , e o método para a estimativa de $\delta m'$.

2.3.1.1 Determinação de r_i

No caso do raio r_i , a ideia foi utilizar um raio cuja relação sinal-ruído é máxima dentro de algumas suposições. Primeiro, supomos o caso de fontes fracas da equação (2.11), $C_o(r) \ll n f_{sky}$ e sem ruído base, $B^2 = 0$. Além disso, supomos uma estrela com céu bem amostrado, $p \gg 1$. Como $n = \pi r^2$, temos que a equação (2.11) pode ser aproximadamente dada por

$$S/N(r_i) \approx \frac{C_o(r_i)}{\sqrt{\pi r_i^2 f_{sky}}}. \quad (2.14)$$

Adicionalmente, se a PSF é uma gaussiana com média zero e dispersão σ , então

$$f(r) = \frac{1}{2\pi\sigma^2} e^{-\frac{r^2}{2\sigma^2}}. \quad (2.15)$$

Resolvendo a equação (2.10) até um raio r_i , obtém-se que

$$C_o(r_i) = C(0) \left(1 - \exp \left(-\frac{r_i^2}{2\sigma^2} \right) \right). \quad (2.16)$$

Finalmente, juntando as equações (2.14) e (2.16), obtém-se que

$$S/N(r_i) = \frac{C(0)(1 - \exp \left(-\frac{r_i^2}{2\sigma^2} \right))}{\sqrt{\pi f_{sky}} r_i}. \quad (2.17)$$

O máximo de (2.17) é encontrado simplesmente derivando a expressão e igualando a zero. Como trata-se de uma equação transcendental, o valor foi calculado numericamente, e o resultado é que $r_i \approx 1,58\sigma$. Como, em uma Gaussiana, $\text{FWHM} = 2\sqrt{2\ln 2}\sigma$, temos que

$$r_i \approx \frac{2}{3} \text{FWHM}. \quad (2.18)$$

Caso as suposições sejam corretas, um total de 90% da luz da estrela está contido dentro de r_i .

Como na redução de dados algumas estrelas são selecionadas para uma estimativa da largura à meia altura (veja seção 2.2.5), as mesmas estrelas são utilizadas para uma nova estimativa desta grandeza, mas na imagem combinada, através do `imexam`, permitindo a determinação do raio interno da fotometria de estrelas.

2.3.1.2 Determinação de r_t

O raio de truncamento foi definido por inspeção, dependendo do tipo de imagem lida, a partir da análise da fotometria das estrelas utilizando o programa `phot`. Utilizando aberturas sucessivas, é possível notar o raio em que a magnitude instrumental se torna constante. No caso das imagens com estrelas de calibração, foram feitos gráficos do tipo visto na figura 2.8, onde se determinou visualmente que $\Delta m = m(r+2) - m(r)$ se torna aproximadamente constante por volta de

$$r_t = 20 \text{ pixeis} \approx 13.7 \text{ arcseg}. \quad (2.19)$$

Gráficos similares foram utilizados para a determinação do raio de truncamento em imagens de galáxias, como visto na figura 2.9, através de uma amostra de 6 galáxias. A partir destes resultados, definiu-se visualmente que

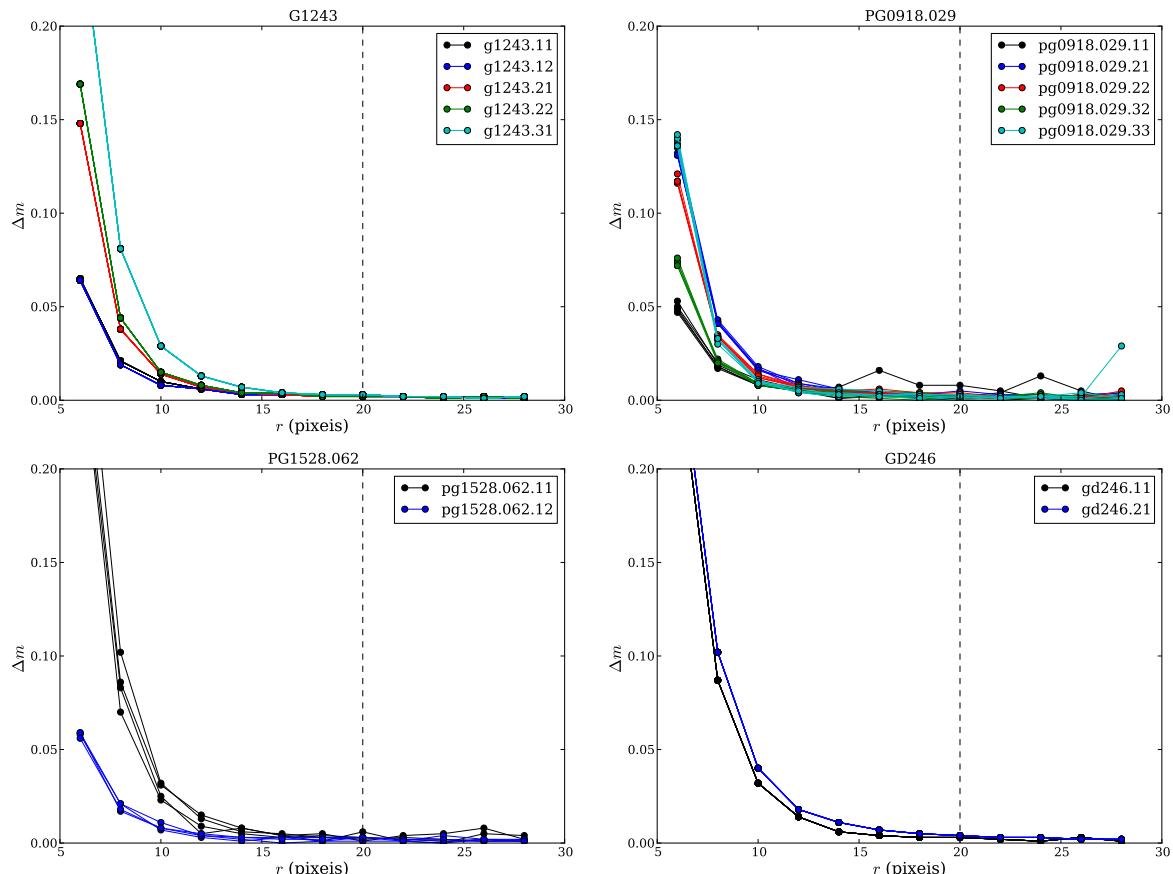


Figura 2.8: Diferença de magnitudes entre raios sucessivos (Δm) em função do raio (r) para alguns campos de estrelas padrão fotométricas, cujo nome, segundo Landolt (1992), está acima dos gráficos. A linha tracejada vertical indica o raio de truncamento (r_t) definido visualmente através dos gráficos. As diferentes cores indicam imagens diferentes na mesma data, e o número de estrelas para cada imagem depende do campo utilizado.

$$r_t = 13 \text{ pixels} \approx 8.9 \text{ arcseg} \quad (2.20)$$

é uma boa estimativa para o raio de truncamento.

2.3.1.3 Determinação de $\delta m'$

A determinação de $\delta m'$ é feita a partir da análise da magnitude instrumental nas duas aberturas em diversas estrelas da imagem, como visto na figura 2.10. O método utilizado para se determinar o melhor valor é um σ -clipping com diversas interações. Este algoritmo calcula a média e o desvio padrão para todo o conjunto de estrelas, remove da amostra aquelas cujo valor está destoante e re-calcula as duas grandezas para o novo conjunto, até que o número de pontos se estabilize ou um número máximo de interações seja alcançado. Em geral, o valor de 3σ é utilizado para um número de 20 interações.

O método de duas aberturas é necessário somente nos casos em que se utiliza a fotometria absoluta, ou seja, quando se utiliza um ponto zero calculado através de uma imagem em outra. Quando a fotometria é diferencial, como no caso da determinação do ponto zero por estrelas na mesma imagem, este procedimento não precisa ser adotado.

2.3.2 Cálculo do ponto zero por noite

Uma vez conhecidas as magnitudes instrumentais das estrelas, o passo seguinte é a determinação do ponto zero das imagens cuja magnitude aparente seja conhecida, isolando esta grandeza a partir da equação (2.8), ou seja,

$$m_0 = m - m'. \quad (2.21)$$

Para 15 noites, estrelas do catálogo de Landolt (Landolt, 1992) foram observadas. Nestes casos, a identificação das estrelas é feita visualmente através da comparação da imagem observada e as imagens do artigo de Landolt. Em geral, estes campos possuem poucas estrelas, variando de uma a cinco. Cada imagem determina um ponto zero, que é adequado para o momento da observação, a partir da média dos pontos zero das estrelas. As incertezas levam em consideração tanto a incerteza instrumental (dada pelo próprio `phot`) como a dispersão dos resultados. Considerando as diversas imagens de uma mesma noite, é possível estabelecer o ponto zero daquela data.

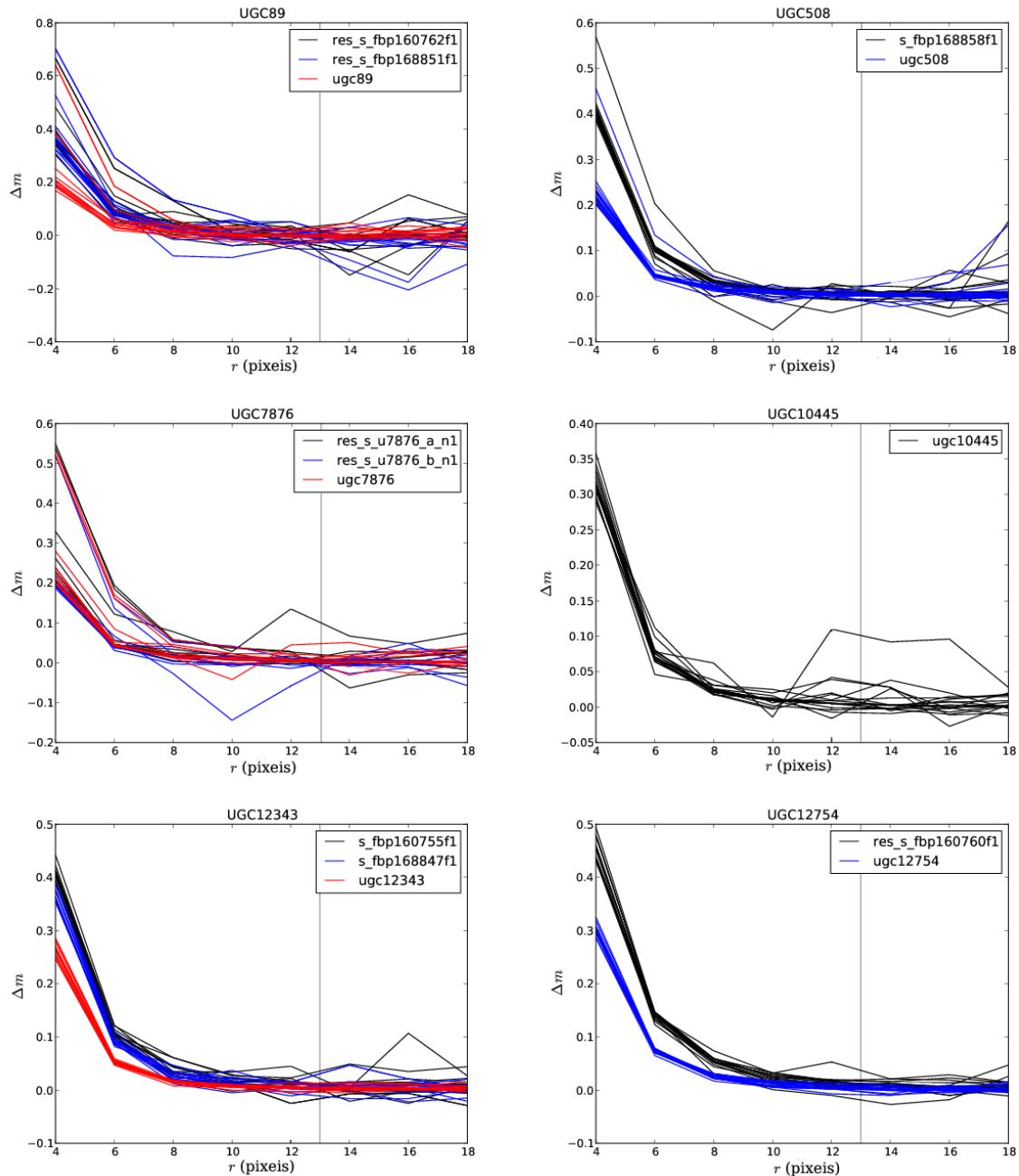


Figura 2.9: Diferença de magnitudes entre raios consecutivos, Δm , em função do raio para imagens de 6 galáxias. Cada linha representa o resultado de uma estrela da imagem, e diferentes cores representam diferentes imagens. A linha vertical indica o raio em que a magnitude cessa sua variação definindo o raio de truncamento (r_t).

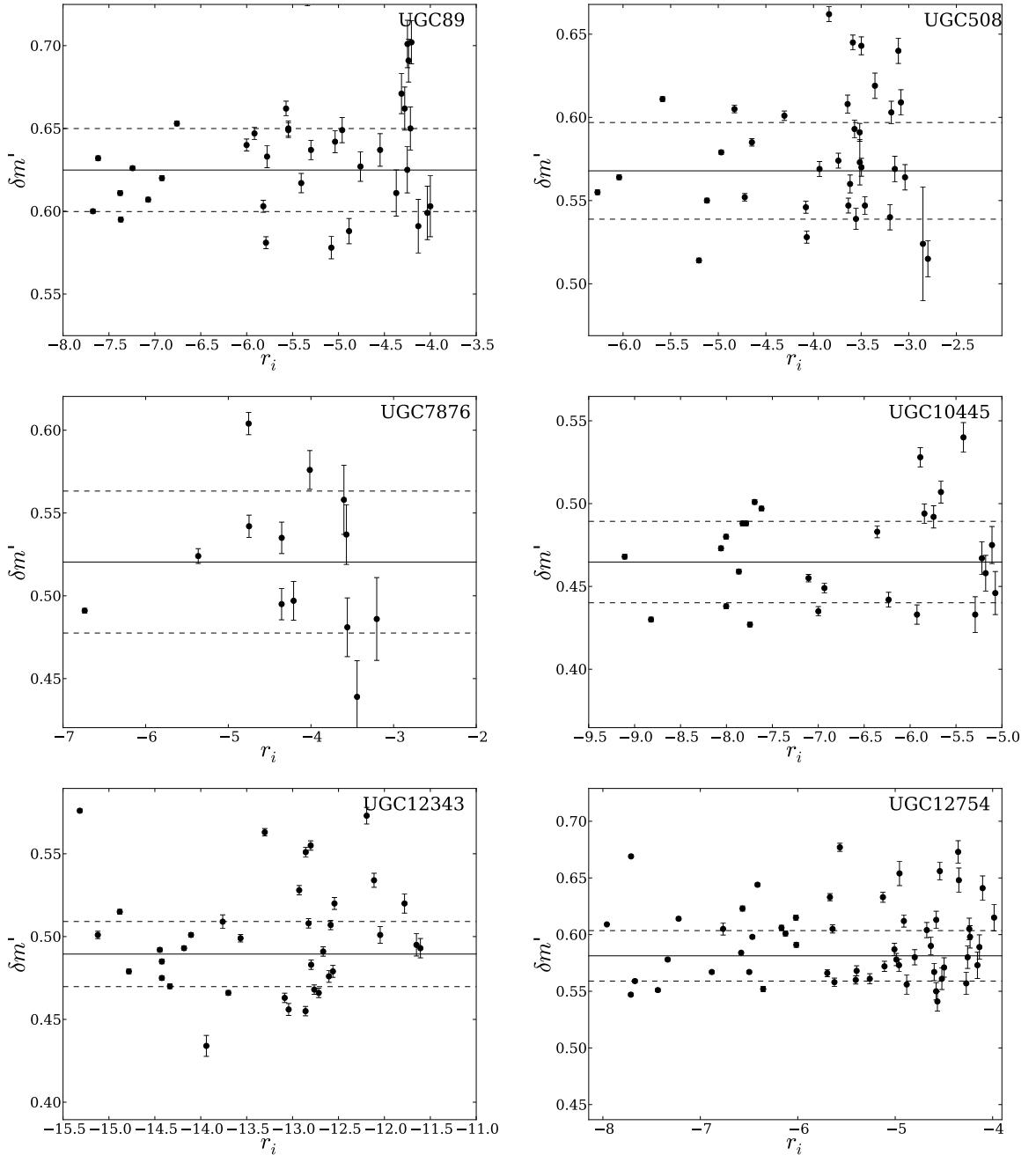


Figura 2.10: Determinação da correção da magnitude instrumental para algumas imagens de galáxias. Os diferentes pontos representam as estrelas da imagem, e o eixo horizontal indica a magnitude instrumental utilizando a abertura $r = r_i$. A linha contínua preta indica o valor estimado, e a incerteza é representada pela linha tracejada.

Como muitas das galáxias da amostra fotométrica do GHASP estão também presentes no SDSS, as estrelas destas imagens podem ser utilizadas como padrão fotométrico na banda R_c , mesmo que o sistema utilizado originalmente seja o ugriz. Para isso, as transformações de Jester et al. (2005) são utilizadas para estrelas com $R_c - I_c < 1.15$:

$$U - B = 0,77(u - g) - 0,88 \quad (2.22)$$

$$B - V = 0,90(g - r) + 0,21 \quad (2.23)$$

$$V - R_c = 0,96(r - i) + 0,21 \quad (2.24)$$

$$R_c - I_c = 1,02(r - i) + 0,21 \quad (2.25)$$

$$B = g + 0,33(g - r) + 0,20 \quad (2.26)$$

$$V = g - 0,58(g - r) - 0,01 \quad (2.27)$$

Subtraindo a equação (2.24) da equação (2.27), obtém-se que

$$R_c = 0,42g - 0,38r + 0,96i - 0,22. \quad (2.28)$$

A lista de coordenadas, magnitudes e incertezas no sistema ugriz das estrelas de cada imagem foram obtidas a partir da busca radial do SDSS⁵. Para encontrar as estrelas nas imagens, foi feita a calibração astrométrica através do programa Gaia, do pacote Starlink⁶. A posição das estrelas em coordenadas lógicas (x, y) é necessária para o programa phot, e foram obtidas a partir do programa wcsctran. Novamente, o ponto zero de cada imagem é determinado pela análise dos ponto zero das estrelas.

A tabela 2.2 resume os resultados para o ponto zero para as diferentes datas. É possível notar que o ponto zero utilizando tanto estrelas de Landolt como estrelas do SDSS apontam resultados muito próximos, para todas as noites. Além disso, o ponto zero de cada noite é concordante para os dois métodos sempre que é possível a comparação.

Para ilustrar a concordância do ponto zero pelos dois métodos, o ponto zero foi calculado para diversas imagens de galáxias (a seção 2.3.3 apresenta o método usado para este cálculo em geral). Subtraindo o ponto zero obtido por estrelas do SDSS, m_0^{SDSS} , do ponto zero por estrelas Landolt, m_0^{SDSS} , obtém-se o gráfico visto na figura 2.11. As barras de incerteza,

⁵ <http://skyserver.sdss.org/public/en/tools/search/radial.asp>

⁶ <http://astro.dur.ac.uk/~pdraper/gaia/gaia.html>

Referência			
Data	Landolt (1992)	SDSS DR7	m_0
07/03/2002	22.51 ± 0.05	22.53 ± 0.04	22.52 ± 0.03
08/03/2002	22.48 ± 0.02	22.46 ± 0.04	22.47 ± 0.02
09/03/2002	22.53 ± 0.02	22.46 ± 0.03	22.50 ± 0.02
10/03/2002	22.51 ± 0.02	22.48 ± 0.04	22.49 ± 0.02
12/03/2002	22.34 ± 0.05	22.38 ± 0.03	22.36 ± 0.03
04/11/2002	22.59 ± 0.05	-	22.59 ± 0.05
05/11/2002	22.55 ± 0.02	-	22.55 ± 0.02
29/03/2003	-	22.36 ± 0.03	22.36 ± 0.03
04/04/2003	22.50 ± 0.05	22.49 ± 0.03	22.50 ± 0.03
06/04/2003	22.50 ± 0.05	-	22.50 ± 0.05
23/09/2003	22.45 ± 0.02	-	22.45 ± 0.02
02/06/2008	22.65 ± 0.02	22.63 ± 0.04	22.64 ± 0.02
03/06/2008	22.70 ± 0.02	-	22.70 ± 0.02
04/06/2008	-	22.57 ± 0.03	22.57 ± 0.03
20/01/2010	22.50 ± 0.02	-	22.50 ± 0.02
21/01/2010	22.52 ± 0.02	-	22.52 ± 0.02
22/01/2010	22.50 ± 0.02	-	22.50 ± 0.02

Tabela 2.2 - Resultado para os ponto zero das noites com dados fotométricos. Nota-se uma boa concordância entre os resultados utilizando-se estrelas do catálogo de Landolt (1992) e do SDSS. Na última coluna estão os valores utilizados.

neste caso, são apenas a soma das incertezas dos dois métodos, apenas para demonstrar a compatibilidade com zero com apenas uma barra de erro na grande maioria dos casos.

2.3.3 Aplicação do ponto zero às imagens de galáxias

O ponto zero de uma imagem combinada é calculado a partir da fotometria diferencial com uma imagem do mesmo campo observada em uma das 15 noites fotométricas listadas na tabela 2.2. Como anteriormente, as imagens foram alinhadas, e por isso basta se conhecer a posição das estrelas em apenas uma das imagens.

Estrelas das imagens foram encontradas a partir do programa `daofind`. Como o tempo de exposição varia para as imagens comparadas, as estrelas foram detectadas na imagem com menor sinal-ruído. O número de estrelas detectadas, porém, varia de imagem para imagem, por causa da qualidade da imagem e do número de estrelas disponíveis em cada campo.

Para determinar o ponto zero das imagens, foram utilizados gráficos como o da figura 2.12. Como anteriormente (seção 2.3.1.3), um σ -clipping iterativo foi utilizado para se

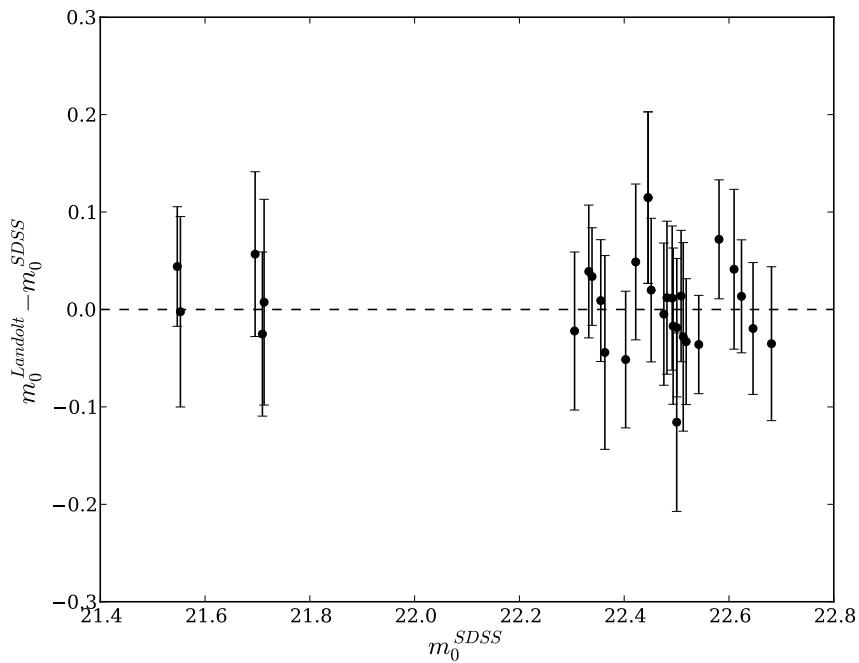


Figura 2.11: Comparação do ponto zero de galáxias utilizando estrelas Landolt e do SDSS. As barras de incerteza são computadas apenas pela soma das incertezas dos dois casos para demonstrar a compatibilidade com zero em uma barra de erro.

determinar o melhor valor da correção. Neste caso, é importante frisar que as incertezas da determinação utilizaram tanto a dispersão dos pontos, através do desvio padrão, quanto as barras de incertezas, através do valor quadrático médio dos erros. Por isso, mesmo em casos em que a dispersão dos dados é baixa, a incerteza está de acordo com as barras de erro, como visto no caso da galáxia UGC 10445, visto na figura 2.12. Neste caso, a dispersão é quase nula, porque a imagem combinada e a imagem fotométrica só diferem pela subtração do céu, que não foi realizada nas imagens fotométricas, já que isto é realizado localmente pelo `phot` para cada estrela. Este caso é colocado como exemplo da calibração dos casos em que existe apenas uma imagem da galáxia disponível.

2.4 Preparação das imagens do SDSS

As imagens do SDSS não precisam ser calibradas, mas isso não quer dizer que elas já vêm completamente prontas para sua utilização. Por isso, neste seção, serão apresentadas as tarefas executadas antes da análise destas imagens.

Primeiramente, foi necessário encontrar a intersecção do SDSS com o GHASP. Utili-

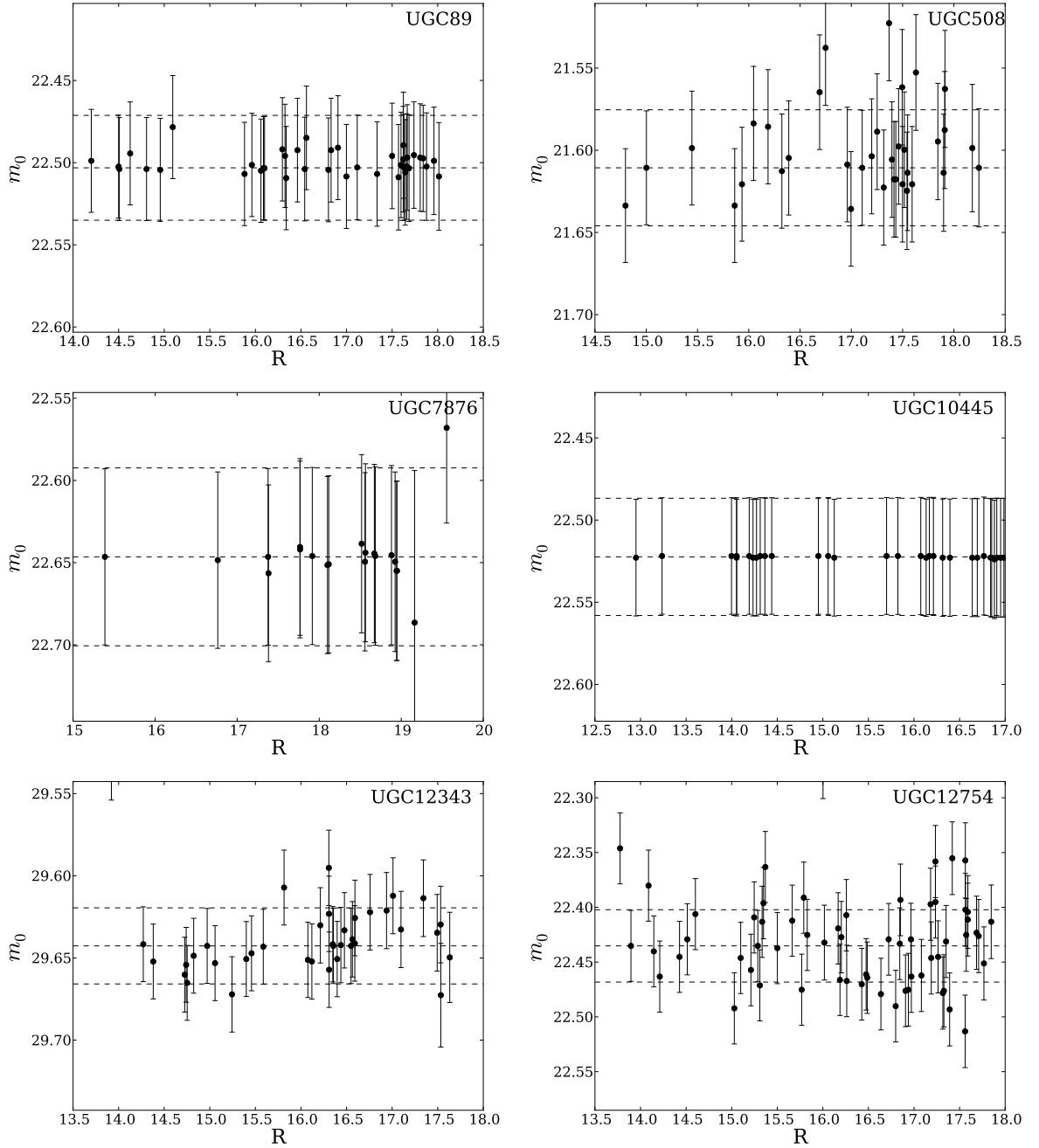


Figura 2.12: Determinação do ponto zero para imagens de 6 galáxias da amostra, através de estrelas comuns entre uma imagem tomada em noite fotométrica e uma imagem combinada. A linha contínua preta indica o valor ajustado, e a incerteza é representada pela linha tracejada.

zando uma lista com as posições das galáxias, foi verificada a existência de imagens através da ferramenta visual de listas⁷. Com isso, verificou-se que 115 das 203 galáxias GHASP estão também neste projeto. Porém, apenas 45 representavam galáxias não observadas pelo GHASP. Além destas 45, mais 10 galáxias foram escolhidas para uma comparação dos resultados com a banda R_c por possuírem um perfil de brilho com aparência simples.

Para se obter as imagens na banda g, r e i e as respectivas tabelas de calibração, foi utilizada a ferramenta Data Archive Server (DAS)⁸. O DAS tem a vantagem de gerar automaticamente uma lista de arquivos para download, incluindo quais filtros e calibrações são desejadas⁹.

Um fator complicador na obtenção de imagens por esta ferramenta, porém, é o fato de não se saber de antemão nem a quantidade de imagens de cada galáxia que serão fornecidas, nem se a galáxia está em uma posição favorável para a fotometria do CCD. Além disso, as imagens fornecidas não são necessariamente centradas nas coordenadas de busca.

A maneira utilizada para lidar com estas questões foi obter todos os dados fornecidos pela busca e então, posteriormente, filtrá-los de acordo com as necessidades. Isto porque, dado o tamanho da amostra, é mais fácil lidar com os dados de maneira automática do que, por exemplo, fazer a seleção das galáxias uma a uma pelas ferramentas visuais.

Para determinar quais as imagens eram as mais prováveis para possuírem uma galáxia, foi calculada a distância angular entre as coordenadas da galáxia, α_g e δ_g e as coordenadas centrais das imagens α_i e δ_i . A fórmula da menor distância entre estes dois pares de coordenadas, $\Delta\sigma$, ou ortodrómia, é dada pela lei dos cossenos esférica (Gellert et al., 1989),

$$\Delta\sigma = \arccos (\sin \delta_g \sin \delta_i + \cos \delta_g \cos \delta_i \cos (\alpha_g - \alpha_i)). \quad (2.29)$$

Através desta fórmula, foram selecionadas as 10 imagens “mais próximas” das galáxias. Então, com uma checagem visual utilizando imagens do NASA/IPAC Extragalactic Database (NED), foram selecionadas as melhores imagens para cada galáxia. Neste processo, duas galáxias foram removidas, pois as galáxias sempre se encontravam parcialmente fora da imagem.

⁷ <http://skyserver.sdss.org/public/en/tools/chart/list.asp>

⁸ <http://das.sdss.org/www/html/>

⁹ Esta lista pode ser utilizada pra múltiplos downloads através de programas como o wget e o rsync.

A calibração fotométrica do SDSS está contida em tabelas de calibração geradas pelo pipeline do projeto (detalhes do pipeline podem ser vistos em [Stoughton et al. 2002](#)). Desta maneira, a magnitude de um objeto com contagens C_o e tempo de exposição Δt é dado por

$$m = -2,5 \cdot \log_{10} \left(\frac{C_o}{\Delta t} \right) - \kappa \cdot X - m_0, \quad (2.30)$$

onde κ é o coeficiente de extinção na banda, X é a massa de ar e m_0 é o ponto zero, todos dados nos campos de calibrações. Note que, neste caso, o ponto zero é definido com um sinal negativo em relação à equação (2.8) apenas para se manter a notação do SDSS, já que o valor das tabelas também é negativo. Este é o método mais preciso de fotometria, mas nem todas estas tabelas estão disponíveis pelo DAS.

A outra maneira de se obter o ponto zero é através do header das imagens. Nelas, há uma estimativa do fluxo na magnitude 20 ($f_{20,h}$), mas cuja precisão não é estabelecida. Para verificar se esta estimativa é confiável, foi feito o gráfico de $f_{20,h}$ em função do fluxo na mesma magnitude segundo as tabelas de calibração, $f_{20,c}$, para 72 imagens de galáxias na banda r, como visto na figura 2.13. A linha preta indica o caso ideal, em que os fluxos seriam coincidentes. Logo, nota-se uma boa concordância nas calibrações, embora sejam claros dois pontos destoantes. Mesmo assim, o valor de $f_{20,h}$ foi utilizado nos casos em que este é o único indicador de calibração.

A última tarefa foi a remoção das contagens do céu. Alguns autores apontam que a subtração do céu em campos com galáxias brilhantes não é feita de maneira correta nas imagens do SDSS ([Lauer et al., 2007](#); [Bernardi et al., 2007](#); [Lisker et al., 2007](#)), de maneira que a fotometria de galáxias brilhantes é fortemente afetada. Por isso, a estimativa das contagens do céu foi feita através de um procedimento similar ao apontado na seção 2.2.4, ou seja, através de caixas selecionadas em regiões distantes de fontes fortes. No caso em que N caixas sejam selecionadas, o céu é estimado por

$$C_{s,e} = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N C_{s,e}^{(i)}, \quad (2.31)$$

onde $C_{s,e}^{(i)}$ é a mediana da i-ésima caixa. Novamente, a mediana foi utilizada em detrimento à média pois este estimador é menos afetado por contagens anômalas. Neste caso, o ajuste de um polinômio não foi necessário, já que não há gradientes fortes nas imagens do SDSS.

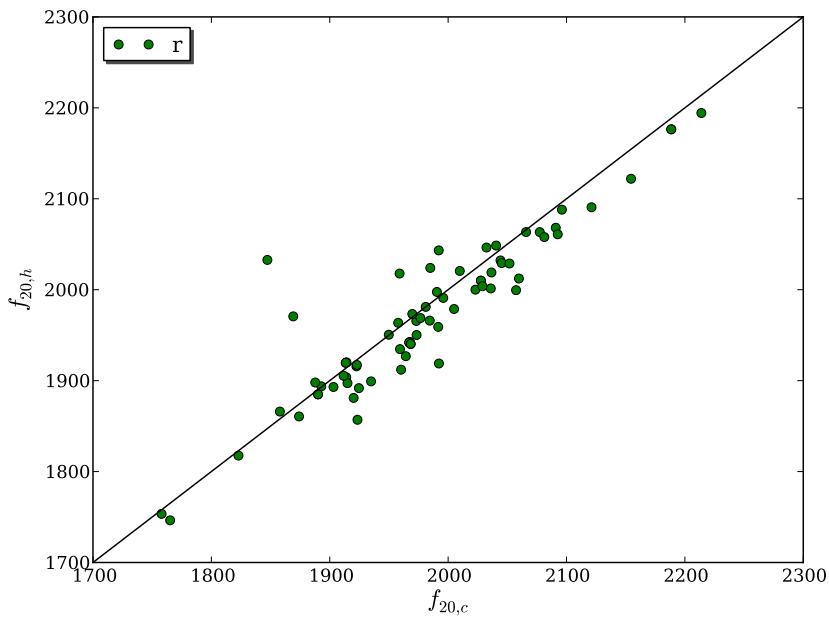


Figura 2.13: Comparaçāo das calibrações fotométricas do SDSS para a banda r. A linha preta indica o caso ideal em que as duas calibrações seriam equivalentes.

Na figura 2.14 é feita a comparação do céu estimado pela equação (2.31) e pelo SDSS, $C_{s,e}^{SDSS}$, dada por

$$\Delta C_{s,e} = \frac{C_{s,e} - C_{s,e}^{SDSS}}{C_{s,e}}, \quad (2.32)$$

em função de $C_{s,e}$, da mesma maneira que visto em McDonald et al. (2011). No gráfico, nota-se claramente que as contagens do céu pelo SDSS são sistematicamente maiores que as estimadas neste trabalho.

Como anteriormente, a incerteza relativa ao céu para as galáxias do SDSS é dada por

$$f_{sky} = \frac{\sigma_{s,e}}{C_{s,e}}, \quad (2.33)$$

onde $\sigma_{s,e}$ é o desvio padrão médio das caixas de céu. A figura 2.15 mostra a distribuição destas incertezas para as imagens do SDSS. Neste caso, as incertezas são bem maiores do que no caso do GHASP, pois o tempo de exposição das imagens do SDSS é de apenas 53,91 segundos.

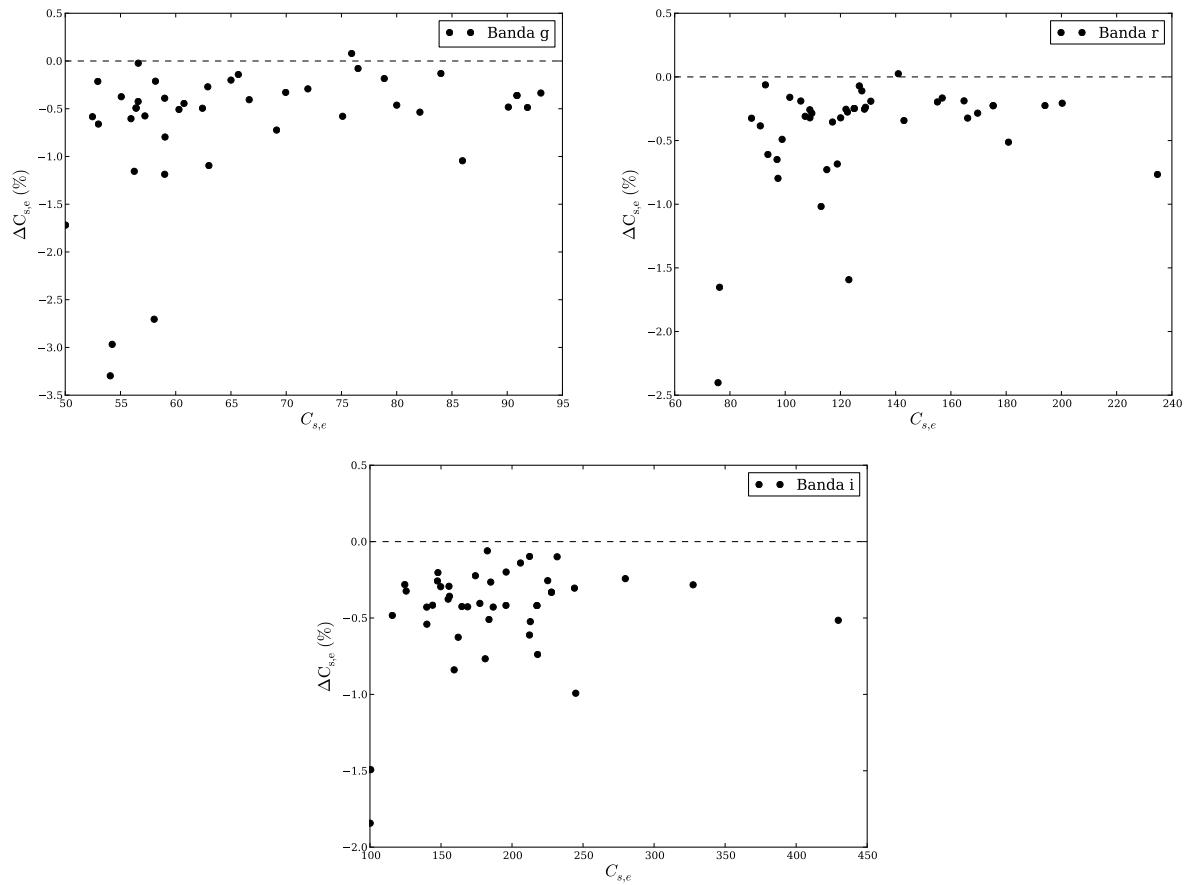


Figura 2.14: Comparação do valor do céu pelo método das caixas e pelo SDSS nas três bandas utilizadas. Valores negativos representam um céu super-estimado pelo SDSS, e valores positivos indicam um céu sub-estimado.

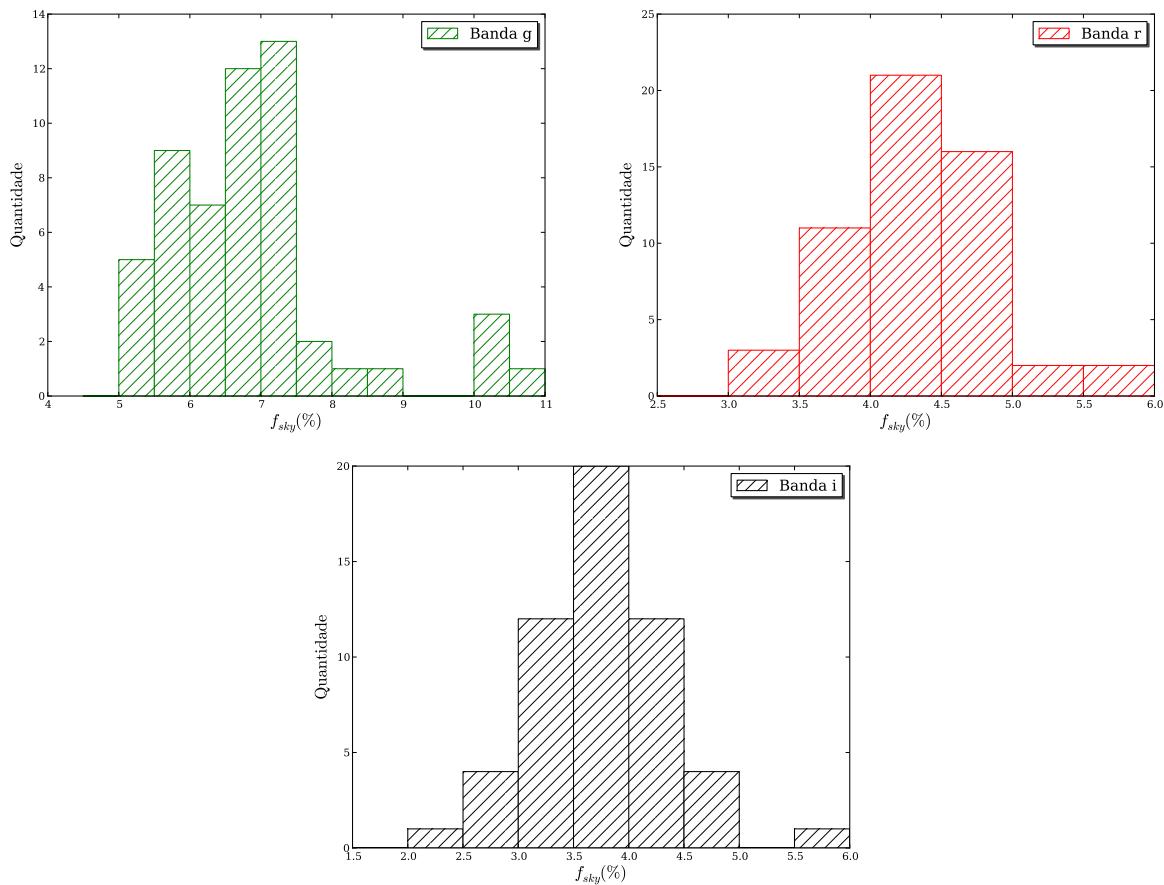


Figura 2.15: Histograma dos erros de subtração do céu para imagens do SDSS nas bandas g, r e i.

Capítulo 3

Perfis de Brilho e Decomposição Bojo-Disco

Neste capítulo, são detalhadas as etapas para a obtenção dos parâmetros fotométricos para 173 das galáxias incluídas no projeto GHASP, a partir do conjunto de imagens reduzidas e calibradas no capítulo 2. Para este fim, o capítulo é dividido em duas partes. Primeiramente, na seção 3.1, são focados os métodos e resultados referentes aos perfis de brilho, tal como sua determinação a partir das imagens, as transformações entre sistemas fotométricos, a comparação dos resultados deste trabalho com a literatura e a magnitude total das galáxias. Já na segunda parte, na seção 3.2, é apresentado o método utilizado para a decomposição da luz das galáxias em duas componentes, bojo e disco, assim como os seus resultados.

3.1 *Perfis de brilho*

3.1.1 *Extração dos perfis de brilho*

O estudo dos perfis de brilho é o ponto de partida para a compreensão das galáxias, pois eles resumem, de maneira simples, toda a complexa informação destes sistemas em um gráfico unidimensional. Neste projeto, focamos apenas em estudos unidimensionais, dados os objetivos aqui buscados, que são a fotometria do maior número possível de galáxias do projeto GHASP e o estudo de correlações entre parâmetros estruturais e cinemáticos, deixando de lado um estudo mais detalhado, bidimensional, que é o estado-da-arte de estudos fotométricos.

O método utilizado normalmente para a obtenção de parâmetros fotométricos é o ajuste de elipses às regiões de mesma intensidade das galáxias, ou isofotas, de onde se obtém a variação do brilho superficial médio da galáxia em função do semi-eixo maior.

Este método, desenvolvido originalmente para obter parâmetros fotométricos de galáxias elípticas, mostrou-se também útil na análise de galáxias espirais, e hoje é utilizado amplamente em fotometria de galáxias espirais (por exemplo, [Fisher e Drory 2010; Ganda et al. 2009](#)).

Neste trabalho, estes ajustes foram feitos através do programa `ellipse` (Busko, 1994), contido no pacote de redução IRAF, utilizando um módulo Pyraf que escrevemos especificamente para este fim. O ajuste isofotal utiliza até quatro parâmetros livres – coordenadas centrais da elipse (x_0 e y_0), elipticidade (ε), ângulo de posição (PA) – para ajustar a função de intensidade

$$I = I_0 + A_1 \sin(E) + B_1 \cos(E) + A_2 \sin(2E) + B_2 \cos(2E), \quad (3.1)$$

sobre a imagem para um dada distância ao centro da galáxia r , onde E é a anomalia excêntrica¹ e I_0 é a intensidade central da elipse. Já os parâmetros A_1 , A_2 , B_1 e B_2 possuem informação geométrica sobre o desvio da elipse ajustada e a distribuição real de luz: quanto menor o valor destes parâmetros, melhor a qualidade do ajuste ([Jedrzejewski, 1987](#)).

Para a correta extração dos perfis de brilho de galáxias espirais com o `ellipse`, é necessário um procedimento interativo. Primeiramente, é necessário mascarar manualmente as regiões da imagem que não são de interesse para o ajuste, como estrelas e galáxias próximas. Além disso, é necessário se observar a convergência do algoritmo constantemente, para que os perfis sejam corretamente extraídos.

A figura 3.1 ilustra a extração de perfil de brilho de uma galáxias típica, UGC 89. Primeiramente, as estrelas são mascaradas e as isofotas são ajustadas. Então, um modelo para a galáxia é gerado a partir da interpolação dos resultados do `ellipse` através da ferramenta `bmodel`. O modelo é então subtraído da imagem original, gerando uma imagem residual. Esta imagem residual indica se o perfil de brilho foi obtido corretamente: em caso de sucesso, a galáxia parece apenas desaparecer em relação à imagem original, deixando apenas os braços espirais, caso existam; em caso de insucesso, regiões na forma de elipse são claramente perceptíveis, indicando que a intensidade da isofota ajustada naquela região

¹ A anomalia excêntrica é o ângulo de posição medido em relação à uma circunferência com o mesmo centro e raio do semi-eixo maior.

foi super ou sub-estimada. As principais fontes de erros durante o procedimento são regiões não mascaradas propriamente e a não convergência do `ellipse` em parte da galáxia, causando a fixação automática de todos os parâmetros ajustados.

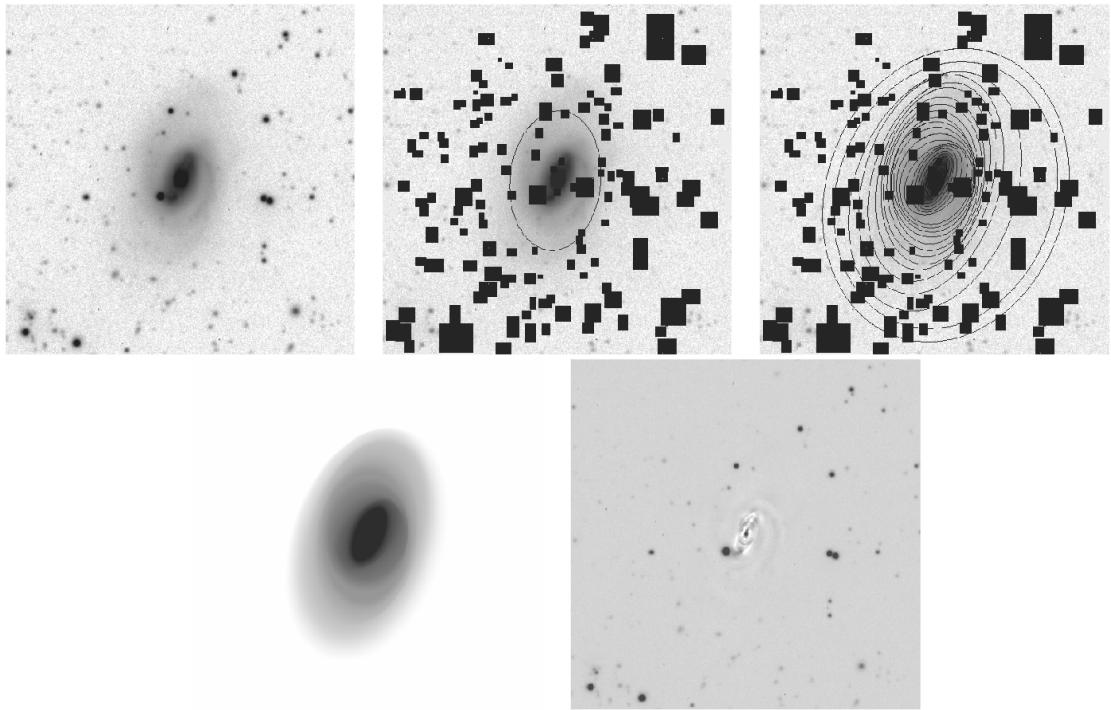


Figura 3.1: Ajuste de modelo através de ajustes isofotais para a galáxia UGC 89. Acima: à esquerda: imagem original; ao centro: máscaras para evitar a contaminação da luz das estrelas próximas durante o ajuste de elipses; à direita: elipses ajustadas através do programa IRAF `ellipse`. Abaixo: à esquerda: modelo obtido através da interpolação das elipses pelo `bmodel`; à direita, imagem residual do ajuste.

A confecção das máscaras é, certamente, o processo mais custoso durante toda a extração do perfil de brilho, uma vez que é feita manualmente. Porém, as máscaras podem ser mantidas após o ajuste de maneira a serem ser reutilizadas e até modificadas caso seja necessário. Além disso, estas máscaras podem ser reutilizadas em outras imagens da mesma galáxia, desde que as imagens estejam corretamente alinhadas e que a escala dos pixels seja a mesma. Por isso, extrair os perfis de brilho para imagens de bandas diferentes do SDSS se torna um procedimento mais rápido quando utilizadas imagens observadas simultaneamente ².

² O SDSS faz a medição nas diferentes bandas ao mesmo tempo, e possui diversas observações para cada objeto. No entanto, a direção de apontamento pode variar em cada caso, devido ao método automático de seleção da região a ser observada. Por isso, é necessário se certificar que as imagens das diferentes bandas tenham sido observadas no mesmo período para garantir o alinhamento.

Para o caso do SDSS, os perfis foram primeiramente extraídos na banda r, cuja razão S/N é maior. Para as imagens na banda i, a máscara da banda r foi utilizada sem praticamente nenhuma alteração, pois o alinhamento das imagens se dá pixel a pixel. Já para a banda g, que possui a menor razão sinal ruído das três, foi perceptível o deslocamento vertical dos objetos, da ordem de 2 pixels, e as máscaras precisaram ser levemente modificadas antes da extração.

Um ponto importante na extração dos perfis de brilho é a definição da maneira que o ajuste sobre as galáxias é feito, uma vez que há a liberdade de se utilizar parâmetros geométricos livres ou fixos. Diversos métodos são explorados na literatura, ilustrando que não há uma maneira correta e única de se extrair o perfil de brilho de uma galáxia, mas sim que a maneira a ser utilizada depende dos fins para os quais o estudo se propõe.

Um método comum é a utilização de parâmetros fixos (centro, elipticidade e ângulo de posição), como feito por [de Jong e van der Kruit \(1994\)](#), [Heraudeau e Simien \(1996\)](#), [Jansen et al. \(2000\)](#), [Swaters e Balcells \(2002\)](#) e [Ganda et al. \(2009\)](#). Embora o método que os autores utilizem para a fixação dos parâmetros geométricos não seja a mesma, em geral se nota a ideia de se obter os perfis de brilho em diferentes bandas e a obtenção de perfis de cores consistentes. Porém, esta metodologia não é sempre adequada para o estudo de detalhes da distribuição de luz, em especial para o caso de diferentes componentes de uma mesma galáxia, uma vez que a fixação dos parâmetros supõe que toda a luz da galáxia segue uma determinada geometria, imposta pelo bojo ou pelo disco.

Para a descrição mais detalhada da luz das galáxias e posterior decomposição das componentes, é comum a prática de deixar parte ou todos os parâmetros livres durante o ajuste. Alguns autores utilizam apenas o centro fixo, deixando desta maneira o ângulo de posição e a elipticidade variáveis, como [Courteau \(1996\)](#) e [MacArthur et al. \(2003\)](#). Porém, aqui adotamos um método similar ao utilizado por [Fisher e Drory \(2008\)](#) e [Fisher e Drory \(2010\)](#), onde todos os parâmetros são deixados livres para o ajuste. Com este procedimento, procuramos descrever de maneira correta tanto o bojo quanto disco, mas sem assumir qualquer vínculo sobre a distribuição de luz dos mesmos.

Porém, nem sempre foi possível determinar o perfil de brilho com todos os parâmetros livres para as galáxias. No caso de galáxias irregulares, a convergência do programa não é sempre obtida, e a fixação de parâmetros em parte ou todo o perfil é necessária, como

por exemplo, nas galáxias UGC 4305 (I), UGC 5272 (IB) e UGC 11891 (I). É claro que a descrição da luz das galáxias é, nestes casos, parcial ou completamente errada por causa destas suposições, mas a luz integrada destes objetos é correta. Além disso, mesmo em espirais, houve a necessidade de se fixar parâmetros em parte dos perfis, devido à não convergência ou peculiaridades da distribuição da luz. Estes casos são evidentes nas figuras dos perfis de brilho onde se nota a não variação de um ou mais parâmetros geométricos.

3.1.2 Resultados

Os perfis de brilho médio são obtidos em termos de parâmetros instrumentais e convertidos para o sistema fotométrico padrão através do ponto zero de calibração. O perfil de brilho médio, $\mu(r)$, é obtido a partir do perfil de magnitudes aparentes, $m(r)$, a partir da relação

$$\mu(r) = m(r) + 2,5 \cdot \log_{10} PS^2 , \quad (3.2)$$

onde PS é a escala do pixel (Pixel Scale), medido em arcseg/pixel. No caso de imagens do GHASP, $PS = 0,69$ arcseg/pixel, e no caso de imagens do SDSS, $PS = 0,398$ arcseg/pixel.

A única correção feita a todos os perfis de brilho foi a correção devido à extinção Galáctica, através dos valores de avermelhamento de Schlegel et al. (1998), assumindo uma curva de extinção com $R_V = 3.1$. Como todas as galáxias são próximas, a correção K não foi considerada. Além disso, nos perfis de brilho, a extinção interna das galáxias não é considerada.

Como a amostra comprehende uma grande diversidade de tipos morfológicos, e como o tempo de exposição das imagens é variado, o alcance do perfil nas bordas das galáxias varia consideravelmente. Por isso, durante o ajuste isofotal, foram utilizados raios definidos visualmente, mas grandes o suficiente para que a distribuição de luz fosse estudada até os limites impostos pelo céu. Porém, nas imagens dos perfis de brilho e na análise, são utilizados apenas pontos com contagens maiores que 3σ das contagens do céu. Como resultado, os brilhos mínimos das galáxias podem variar da ordem de 3 magnitudes. Além disso, os perfis do SDSS tendem a possuir brilhos mínimos sistematicamente mais brilhantes do que os observados nas imagens GHASP, dado o seu menor tempo de exposição.

A fins de ilustrar alguns casos típicos, a figura 3.2 mostra o resultado do perfil de

brilho para algumas galáxias da amostra, incluindo imagens do GHASP e do SDSS. O apêndice A apresenta os perfis de brilho para toda a amostra fotométrica aqui estudada. As incertezas nos perfis de brilho levam em consideração tanto o shot noise, que domina nas partes interiores dos perfis, quanto os erros devido à subtração do céu, que domina nas partes exteriores dos perfis.

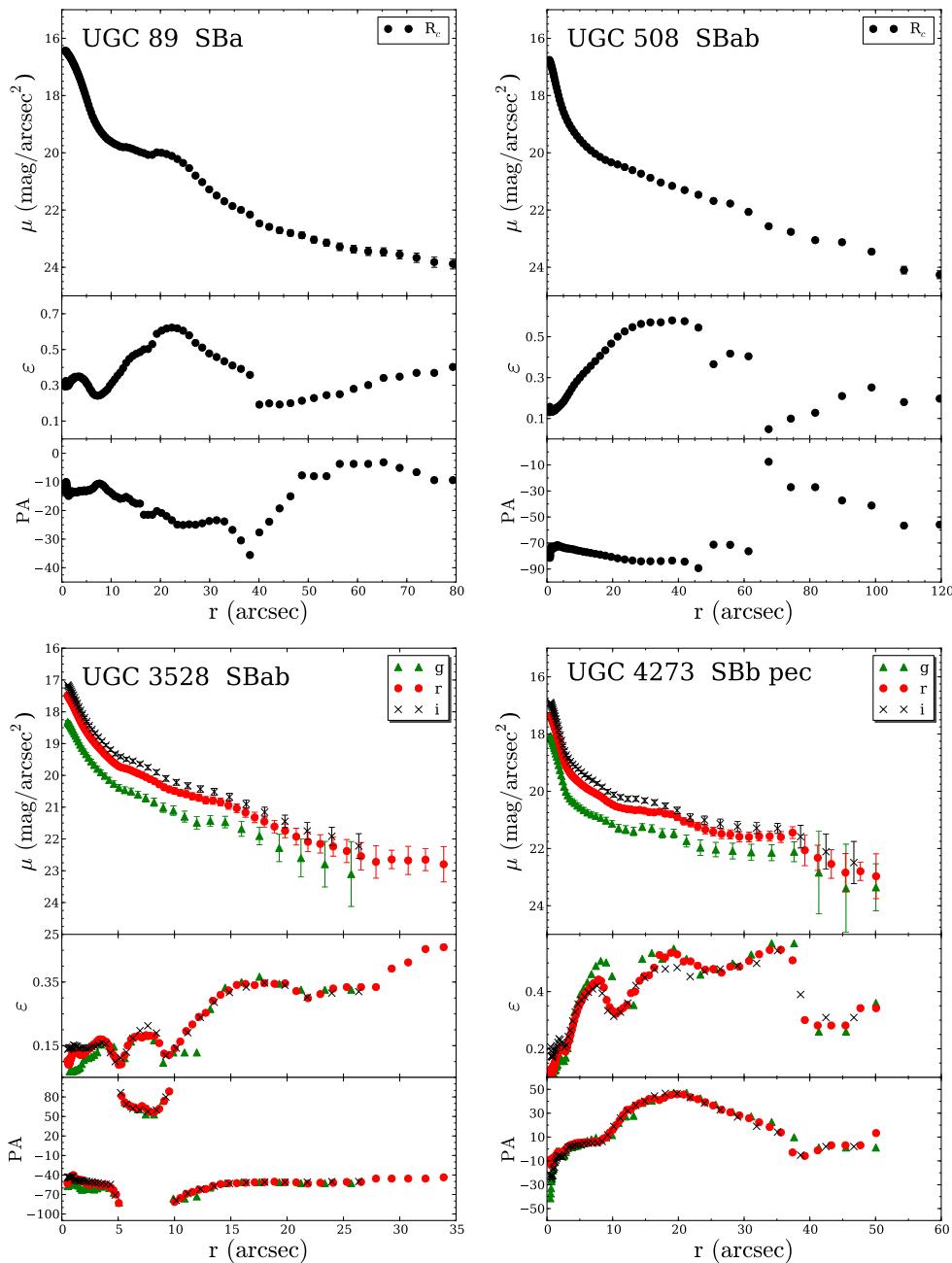


Figura 3.2: Exemplos de perfis de brilho para algumas galáxias da amostra.

3.1.3 Comparação dos resultados com a literatura

Com o objetivo de se comparar os resultados deste trabalho com os encontrados na literatura, foram utilizadas as seis galáxias em comum com o trabalho de [de Jong e van der Kruit \(1994\)](#). Neste artigo, o perfil de brilho das galáxias é obtido fixando os valores de ε e PA, e sem considerar a extinção devido à Via Láctea. Utilizando esta mesma metodologia, e os mesmos valores de ε e PA do artigo, foi calculada a diferença de brilho superficial

$$\Delta\mu = \mu(r) - \mu_{JV}(r), \quad (3.3)$$

onde $\mu_{JV}(r)$ é o perfil de brilho superficial de [de Jong e van der Kruit \(1994\)](#) e $\mu(r)$ é o perfil de brilho superficial calculado neste trabalho. O resultado, para as 6 galáxias, é visto no figura 3.3. As barras de incerteza indicadas são referentes apenas à incerteza nos perfis deste trabalho, pois [de Jong e van der Kruit \(1994\)](#) não incluem suas incertezas. De maneira geral, nota-se uma boa concordância entre os resultados, exceto nas regiões mais externas, onde as incertezas são maiores, e nas regiões mais internas, onde o seeing das imagens de nosso trabalho se torna um problema. Este é um dos motivos, como mostrado adiante, da necessidade de se excluir da decomposição bojo-disco a região mais interna dos perfis.

Porém, como já discutido na seção 3.1.1, o método utilizado aqui utiliza todos os parâmetros livres, de maneira que a figura 3.3 serve apenas para ilustrar que o método e as calibrações estão de acordo com o esperado. Os perfis de fato utilizados, utilizando os quatro parâmetros livres para o ajuste, são comparados com os resultados de [de Jong e van der Kruit \(1994\)](#), que têm os parâmetros fixos, na figura 3.4. Neste caso, notamos que os perfis não são concordantes para praticamente nenhuma região das galáxias comuns.

3.1.4 Obtenção de perfis na banda R_c para imagens do SDSS

Diversas fórmulas são apresentadas na literatura para a conversão de magnitudes e cores entre sistemas fotométricos. Porém, estas conversões são geralmente calculadas a partir de estrelas, e por isso é necessário verificar se elas são válidas para os perfis de brilho. Para se calcular um perfil de brilho na banda R_c do sistema Cousins ([Cousins, 1976](#)) a partir de observações no sistema utilizado no SDSS ([Fukugita et al., 1996](#)), é necessário

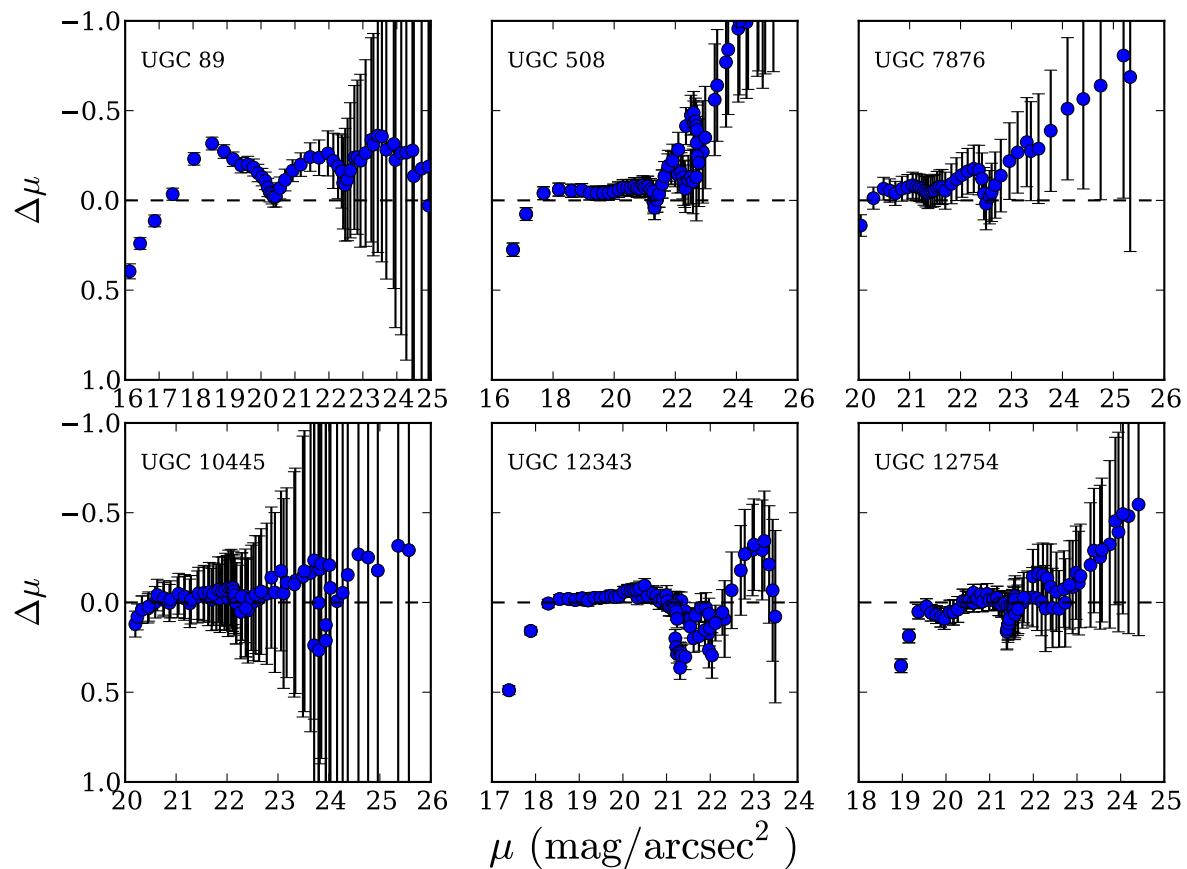


Figura 3.3: Diferença de brilho superficial entre [de Jong e van der Kruit \(1994\)](#) e o nosso trabalho, mantendo PA e ε fixos. As barras de incerteza são relativas apenas à este trabalho, já que o trabalho de [de Jong e van der Kruit \(1994\)](#) não demarca as incertezas. Todas os perfis apresentados foram observados na banda Rc.

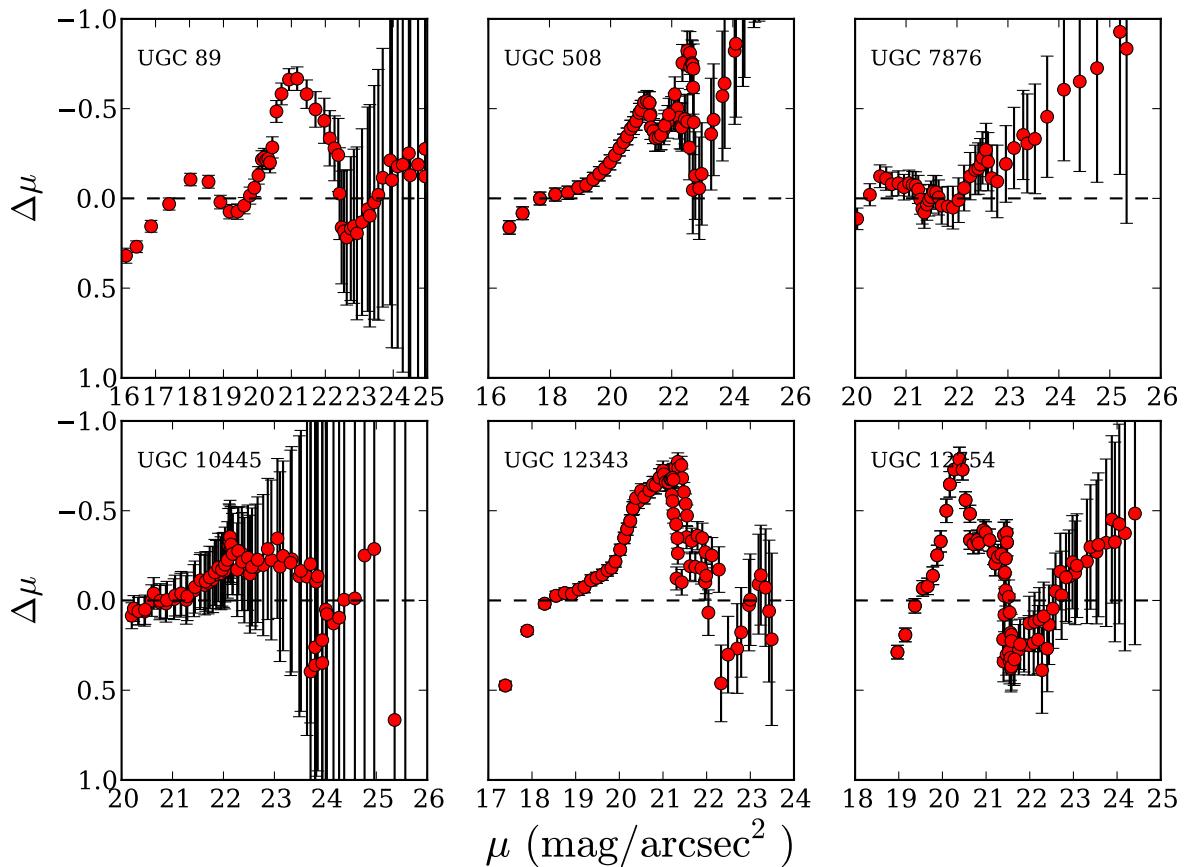


Figura 3.4: Diferença de brilho superficial entre [de Jong e van der Kruit \(1994\)](#) (com PA e ε fixos) e o nosso trabalho (com PA e ε variáveis). As barras de incerteza são relativas apenas à este trabalho, já que o trabalho de [de Jong e van der Kruit \(1994\)](#) não demarca as incertezas. Todas as perfis apresentados foram observados na banda R_c.

o conhecimento da fotometria de até três bandas – g, r e i. Aqui, testamos os resultados para três diferentes fórmulas de conversão antes de se decidir qual o melhor método.

[Jester et al. \(2005\)](#) calcularam as transformações entre os sistemas para a comparação da fotometria de estrelas e quasares, através da equação

$$R_c = 0.42g - 0.38r + 0.96i - 0.22. \quad (3.4)$$

Já Lupton (2005)³ derivou as fórmulas

$$R_c = r - 0.1837(g - r) - 0.0971 \quad (3.5)$$

$$R_c = r - 0.2936(r - i) - 0.1439, \quad (3.6)$$

a partir da comparação com estrelas fotométricas publicadas. Utilizando uma amostra de controle de 10 galáxias cujo perfil de brilho foi extraído tanto pelas imagens do GHASP quanto por imagens do SDSS, as três fórmulas foram testadas pela observação da diferença entre o brilho medido diretamente e pelo inferido a partir das transformações, ΔR_c , em função da distância ao centro da galáxia. O resultado pode ser visto na figura 3.5. Para a comparação, foi utilizado o maior número de pontos possíveis com informação nas 4 bandas.

Visualmente, as três transformações resultam em perfis similares. Nota-se, porém, alguns sobressaltos em certos pontos dos gráficos, como os vistos, por exemplo, nas comparações para as galáxias UGC 10445 na região próxima a $r = 5$ arcseg, e no caso da galáxia UGC 4026 por volta de $r = 10$ arcseg. Estes sobressaltos são devido a eventuais pontos destoantes no perfil de brilho de uma das bandas. Outra característica notável é o erro sistemático da conversão nas regiões centrais. Neste caso, o erro não é devido à formula utilizada, mas sim à limitação do seeing das imagens do GHASP.

Através de um teste de χ^2 , chegou-se à conclusão que a transformação da equação (3.4), de [Jester et al. \(2005\)](#), possui a melhor descrição na metade dos casos estudados, enquanto que as equações (3.5) e (3.6) são a melhor alternativa em 3 e 2 casos, respectivamente. Desta maneira, o método com 3 bandas foi o escolhido para o cálculo dos perfis na banda R_c pelas imagens do SDSS.

³ <http://www.sdss.org/dr5/algorithms/sdssUBVRITransform.html#Lupton2005>

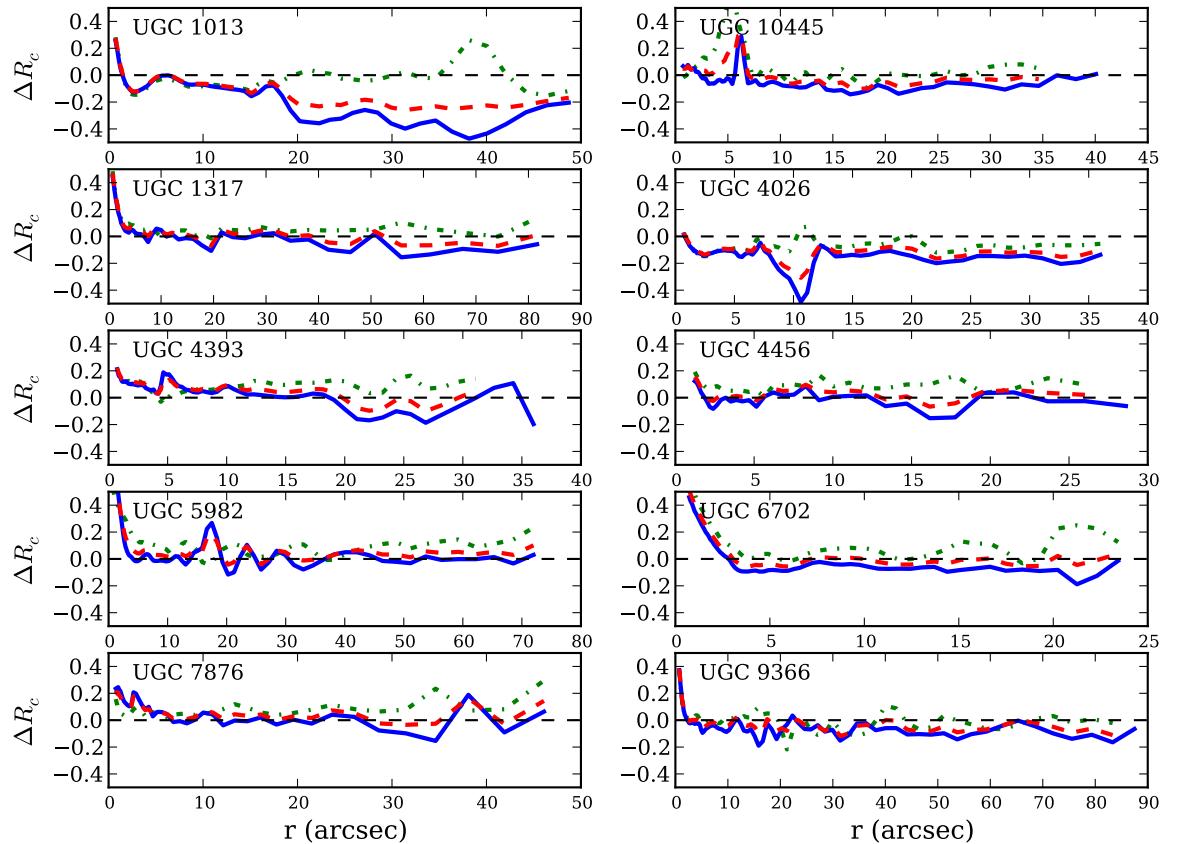


Figura 3.5: Diferença entre os perfis de brilho medidos diretamente na banda R_c e os inferidos pelas fórmulas de transformação. A linha contínua azul representa a transformação de Lupton (2005) utilizando as bandas g e r . A linha tracejada vermelha representa a transformação de Lupton (2005) utilizando as bandas r e i . Já a linha com pontos e traços verdes indica a transformação de Jester et al. (2005), que utiliza as bandas g , r e i .

3.1.5 Determinação da magnitude total

Um resultado direto do ajuste de elipses às galáxias é a obtenção da magnitude total dos objetos, já que o `ellipse` fornece a curva de crescimento das galáxias ajustadas, $m_t(r)$.

Na literatura, as magnitudes totais são em geral associadas a um determinado nível de brilho superficial, como o raio para o qual $B = 25$ mag arcseg $^{-2}$ (por exemplo, Koopmann et al. 2001; Swaters e Balcells 2002), ou extrapoladas até o infinito (por exemplo, Courteau 1996; Tully et al. 1996; Cairós et al. 2001). Aqui, adotamos o segundo método, que fornece a chamada magnitude assintótica.

Para a determinação da magnitude assintótica, utilizamos o mesmo método descrito por Cairós et al. (2001). A curva de crescimento das galáxias, é derivada em relação ao raio r . Esta derivada, $dm_t(r)/dr$, é decrescente e tende a zero para $r \rightarrow \infty$, já que a luz integrada de uma galáxia tende a se estabilizar para raios suficientemente grandes. Então, uma reta é ajustada no gráfico de $dm_t(r)/dr$ em função de $m(r)$, e o valor para o qual a reta é igual a zero no eixo $m_t(r)$ define a magnitude total aparente, que denotamos por m_R .

Neste método, é necessário definir um intervalo de raios adequados, já que $dm_t(r)/dr$ não é bem descrito por uma reta em todo o seu domínio, apenas na região mais externa. Por isso, são utilizados pontos com $r > 8$ arcseg. Este valor foi definido por inspeção, a partir da observação dos ajustes para todas as galáxias da amostra.

Como anteriormente, a obtenção da curva de crescimento das galáxias do SDSS utilizou a equação (3.4) para as curvas de crescimento, assim como para os perfis. As dez galáxias de controle utilizadas na seção 3.1.4 também serviram para verificar a consistência interna das determinações de magnitude total, como visto na figura 3.6. Com isso, notou-se que as magnitudes pelo SDSS são sub-estimadas sistematicamente, em média 0,1 magnitudes. O motivo desta diferença pode ser tanto porque os perfis do SDSS vão até raios menores quanto pelos valores centrais subestimados na transformação, como visto na figura 3.5. Por isso, as magnitudes das demais imagens do SDSS foram corrigidas pelo mesmo valor.

Os resultados para todas as 173 galáxias (10 duplicadas) da amostra podem ser vistos na tabela 3.1. As magnitudes totais, M_R , foram obtidas a partir das magnitudes aparentes, m_R , através da relação

$$M_R = m_R - 5 \log d + 5, \quad (3.7)$$

onde d é a distância até a galáxia, em kpc, adotadas por Epinat et al. (2008), adotando uma cosmologia com $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. As incertezas levaram em consideração tanto o erro devido ao céu elevado em 1σ , quanto o erro do ponto zero de calibração, que é na prática o erro dominante. Para o caso das galáxias com imagens do GHASP, o erro do ponto zero foi determinado durante a sua estimativa. Já para as imagens do SDSS, não há uma estimativa direta do erro do ponto zero nas tabelas de calibração. Contudo, a precisão da fotometria relativa é da ordem de 2%, e o erro do ponto zero no sistema AB é da ordem de 4%⁴. Contudo, a transformação entre os sistemas fotométricos impõe uma incerteza ainda maior, vista na figura 3.6. Por isso, a incerteza considerada foi baseada na dispersão dos resultados durante a conversão das magnitudes totais, que é de 0,08 magnitudes.

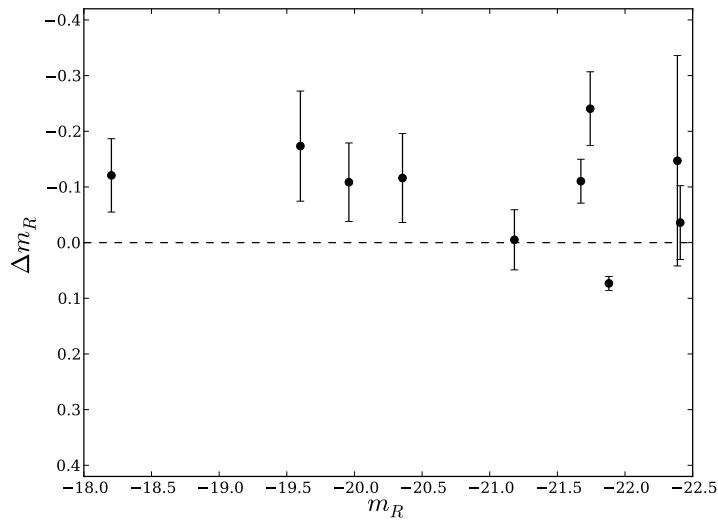


Figura 3.6: Comparaçāo entre as magnitudes totais através de imagens do GHASP e do SDSS.

Tabela 3.1 - Magnitudes aparente e absoluta para toda a amostra fotométrica. Galáxias com a indicação “(2)” mostram os resultados das magnitudes para imagens do SDSS para o caso em que imagens do GHASP também estavam disponíveis.

Galáxia	m_R	M_R	Fonte	Galáxia	m_R	M_R	Fonte
UGC 89	11.24 ± 0.05	-22.80 ± 0.05	GHASP	UGC 94	12.89 ± 0.05	-21.14 ± 0.05	GHASP
IC 476	13.87 ± 0.08	-20.16 ± 0.08	SDSS	UGC 508	10.75 ± 0.06	-23.27 ± 0.06	GHASP
UGC 528	9.95 ± 0.05	-20.47 ± 0.05	GHASP	NGC 542	13.99 ± 0.08	-20.03 ± 0.08	SDSS
UGC 763	11.26 ± 0.03	-19.25 ± 0.03	GHASP	UGC 1013	11.84 ± 0.07	-22.41 ± 0.07	GHASP

⁴ <http://www.sdss.org/dr5/algorithms/fluxcal.html#sdss2ab>

Tabela 3.1: continuação.

Galáxia	m_R	M_R	Fonte	Galáxia	m_R	M_R	Fonte
UGC 1013	12.11 ± 0.08	-22.14 ± 0.08	SDSS	UGC 1117	7.96 ± 0.16	-16.81 ± 0.16	GHASP
UGC 1249	12.21 ± 0.04	-17.08 ± 0.04	GHASP	UGC 1256	10.69 ± 0.05	-18.60 ± 0.05	GHASP
UGC 1317	11.15 ± 0.08	-21.97 ± 0.08	SDSS	UGC 1317	11.25 ± 0.01	-21.88 ± 0.01	GHASP
UGC 1437	11.72 ± 0.05	-22.41 ± 0.05	GHASP	UGC 1655	10.15 ± 0.04	-24.17 ± 0.04	GHASP
UGC 1736	10.59 ± 0.08	-20.64 ± 0.08	GHASP	UGC 1810	12.02 ± 0.11	-23.03 ± 0.11	GHASP
UGC 1886	11.54 ± 0.15	-22.57 ± 0.15	GHASP	UGC 1913	10.37 ± 0.04	-19.47 ± 0.04	GHASP
UGC 2023	12.79 ± 0.10	-16.67 ± 0.10	GHASP	UGC 2045	10.75 ± 0.02	-21.03 ± 0.02	GHASP
UGC 2053	14.39 ± 0.05	-16.13 ± 0.05	GHASP	UGC 2080	11.19 ± 0.06	-19.49 ± 0.06	GHASP
UGC 2082	12.44 ± 0.08	-17.61 ± 0.08	SDSS	UGC 2141	11.73 ± 0.02	-18.71 ± 0.02	GHASP
UGC 2183	11.56 ± 0.06	-19.79 ± 0.06	GHASP	UGC 2193	10.81 ± 0.08	-19.14 ± 0.08	GHASP
UGC 2455	10.29 ± 0.18	-19.17 ± 0.18	GHASP	UGC 2503	10.33 ± 0.07	-22.35 ± 0.07	GHASP
IC 2542	13.37 ± 0.08	-21.24 ± 0.08	SDSS	UGC 2800	12.11 ± 0.10	-19.46 ± 0.10	GHASP
UGC 2855	9.11 ± 0.09	-22.11 ± 0.09	GHASP	UGC 3013	10.65 ± 0.12	-22.15 ± 0.12	GHASP
UGC 3056	9.01 ± 0.05	-17.98 ± 0.05	GHASP	UGC 3273	12.44 ± 0.11	-17.99 ± 0.11	GHASP
UGC 3334	10.38 ± 0.07	-23.34 ± 0.07	GHASP	UGC 3382	11.76 ± 0.05	-22.23 ± 0.05	GHASP
UGC 3384	13.94 ± 0.05	-17.21 ± 0.05	GHASP	UGC 3463	11.56 ± 0.04	-21.37 ± 0.04	GHASP
UGC 3521	12.96 ± 0.08	-21.02 ± 0.08	SDSS	UGC 3528	12.54 ± 0.08	-21.42 ± 0.08	SDSS
UGC 3618	12.21 ± 0.11	-22.31 ± 0.11	GHASP	UGC 3708	10.61 ± 0.12	-23.61 ± 0.12	GHASP
UGC 3740	10.38 ± 0.03	-20.79 ± 0.03	GHASP	UGC 3809	10.43 ± 0.21	-22.16 ± 0.21	GHASP
UGC 3851	11.20 ± 0.05	-16.46 ± 0.05	GHASP	UGC 3876	12.97 ± 0.03	-17.84 ± 0.03	GHASP
UGC 3915	12.70 ± 0.07	-21.32 ± 0.07	GHASP	UGC 4026	12.31 ± 0.07	-21.74 ± 0.07	GHASP
UGC 4026	12.44 ± 0.08	-21.61 ± 0.08	SDSS	UGC 4165	11.14 ± 0.05	-19.06 ± 0.05	GHASP
UGC 4256	12.03 ± 0.03	-22.25 ± 0.03	GHASP	UGC 4273	11.15 ± 0.08	-21.60 ± 0.08	SDSS
UGC 4274	11.15 ± 0.04	-18.05 ± 0.04	GHASP	UGC 4278	12.50 ± 0.04	-17.42 ± 0.04	GHASP
UGC 4284	11.94 ± 0.08	-18.02 ± 0.08	SDSS	UGC 4305	11.40 ± 0.28	-16.26 ± 0.28	GHASP
UGC 4325	12.03 ± 0.04	-18.16 ± 0.04	GHASP	UGC 4393	12.89 ± 0.10	-19.60 ± 0.10	GHASP
UGC 4393	12.94 ± 0.08	-19.55 ± 0.08	SDSS	UGC 4422	12.02 ± 0.08	-21.70 ± 0.08	SDSS
UGC 4456	13.13 ± 0.08	-21.22 ± 0.08	SDSS	UGC 4456	13.16 ± 0.05	-21.18 ± 0.05	GHASP
UGC 4499	13.52 ± 0.08	-16.91 ± 0.08	SDSS	UGC 4543	13.10 ± 0.09	-19.31 ± 0.09	GHASP
UGC 4555	12.36 ± 0.01	-21.45 ± 0.01	GHASP	UGC 4770	10.57 ± 0.08	-24.34 ± 0.08	SDSS
UGC 4820	9.54 ± 0.08	-21.63 ± 0.08	SDSS	UGC 4936	11.44 ± 0.04	-20.60 ± 0.04	GHASP
UGC 5045	12.44 ± 0.08	-22.66 ± 0.08	SDSS	UGC 5228	12.34 ± 0.08	-19.62 ± 0.08	SDSS
UGC 5251	11.94 ± 0.04	-19.72 ± 0.04	GHASP	UGC 5253	9.92 ± 0.07	-21.70 ± 0.07	GHASP
UGC 5272	14.31 ± 0.10	-14.95 ± 0.10	GHASP	UGC 5279	11.93 ± 0.08	-19.71 ± 0.08	SDSS
NGC 5296	13.72 ± 0.08	-18.86 ± 0.08	SDSS	UGC 5316	12.05 ± 0.14	-19.18 ± 0.14	GHASP
UGC 5351	11.54 ± 0.08	-19.89 ± 0.08	SDSS	UGC 5373	11.74 ± 0.08	-13.99 ± 0.08	SDSS
UGC 5398	9.50 ± 0.08	-18.40 ± 0.08	SDSS	UGC 5414	13.03 ± 0.16	-16.97 ± 0.16	GHASP
UGC 5510	11.11 ± 0.08	-20.24 ± 0.08	SDSS	UGC 5556	12.68 ± 0.08	-19.05 ± 0.08	SDSS
UGC 5721	12.47 ± 0.07	-16.59 ± 0.07	GHASP	UGC 5786	10.53 ± 0.03	-20.23 ± 0.03	GHASP
UGC 5789	11.71 ± 0.15	-19.04 ± 0.15	GHASP	UGC 5829	13.34 ± 0.09	-16.43 ± 0.09	GHASP
UGC 5840	9.44 ± 0.08	-19.76 ± 0.08	SDSS	UGC 5842	11.16 ± 0.02	-19.75 ± 0.02	GHASP
UGC 5931	11.79 ± 0.08	-19.84 ± 0.08	GHASP	UGC 5935	12.27 ± 0.08	-19.84 ± 0.08	GHASP
UGC 5982	11.23 ± 0.08	-20.36 ± 0.08	SDSS	UGC 5982	11.24 ± 0.08	-20.36 ± 0.08	GHASP
UGC 6118	10.58 ± 0.08	-20.90 ± 0.08	SDSS	UGC 6277	10.54 ± 0.08	-20.60 ± 0.08	SDSS
UGC 6419	13.00 ± 0.08	-18.37 ± 0.08	SDSS	UGC 6521	12.46 ± 0.08	-22.01 ± 0.08	SDSS
UGC 6523	12.93 ± 0.03	-21.59 ± 0.03	GHASP	UGC 6537	9.51 ± 0.16	-21.27 ± 0.16	GHASP
UGC 6628	12.44 ± 0.03	-18.48 ± 0.03	GHASP	UGC 6702	13.32 ± 0.04	-21.67 ± 0.04	GHASP
UGC 6702	13.35 ± 0.08	-21.65 ± 0.08	SDSS	UGC 6778	10.25 ± 0.08	-20.71 ± 0.08	GHASP
UGC 6787	10.23 ± 0.07	-21.15 ± 0.07	GHASP	UGC 7021	11.31 ± 0.08	-20.83 ± 0.08	SDSS
UGC 7045	10.92 ± 0.09	-19.36 ± 0.09	GHASP	UGC 7154	11.12 ± 0.18	-19.92 ± 0.18	GHASP
UGC 7278	9.97 ± 0.05	-17.34 ± 0.05	GHASP	UGC 7323	11.15 ± 0.05	-18.39 ± 0.05	GHASP
UGC 7524	10.67 ± 0.29	-17.64 ± 0.29	GHASP	UGC 7592	9.18 ± 0.02	-18.13 ± 0.02	GHASP
UGC 7699	12.56 ± 0.03	-17.28 ± 0.03	GHASP	UGC 7766	9.70 ± 0.08	-20.87 ± 0.08	SDSS
UGC 7831	9.80 ± 0.06	-18.78 ± 0.06	GHASP	UGC 7853	10.35 ± 0.08	-19.40 ± 0.08	SDSS
UGC 7861	11.88 ± 0.04	-18.17 ± 0.04	GHASP	UGC 7876	12.60 ± 0.07	-18.20 ± 0.07	GHASP
UGC 7876	12.62 ± 0.08	-18.19 ± 0.08	SDSS	UGC 7901	10.58 ± 0.03	-21.00 ± 0.03	GHASP
UGC 7971	12.24 ± 0.24	-17.38 ± 0.24	GHASP	UGC 7985	11.27 ± 0.08	-19.42 ± 0.08	SDSS
UGC 8334	8.49 ± 0.08	-21.47 ± 0.08	GHASP	UGC 8403	11.54 ± 0.04	-19.87 ± 0.04	GHASP
UGC 8490	11.23 ± 0.05	-17.14 ± 0.05	GHASP	UGC 8709	11.33 ± 0.04	-21.39 ± 0.04	GHASP
UGC 8852	11.46 ± 0.08	-20.96 ± 0.08	SDSS	UGC 8863	10.92 ± 0.08	-21.12 ± 0.08	SDSS
UGC 8900	11.15 ± 0.04	-22.31 ± 0.04	GHASP	UGC 8937	11.19 ± 0.22	-22.26 ± 0.22	GHASP
UGC 9013	11.20 ± 0.03	-18.09 ± 0.03	GHASP	UGC 9179	11.37 ± 0.08	-17.40 ± 0.08	SDSS

Tabela 3.1: continuação.

Galáxia	m_R	M_R	Fonte	Galáxia	m_R	M_R	Fonte
UGC 9219	13.10 ± 0.08	-16.94 ± 0.08	SDSS	UGC 9248	12.94 ± 0.08	-20.76 ± 0.08	SDSS
UGC 9358	10.82 ± 0.08	-21.50 ± 0.08	SDSS	UGC 9363	11.54 ± 0.10	-20.21 ± 0.10	GHASP
UGC 9366	10.49 ± 0.19	-22.39 ± 0.19	GHASP	UGC 9366	10.53 ± 0.08	-22.35 ± 0.08	SDSS
UGC 9406	12.70 ± 0.08	-19.95 ± 0.08	SDSS	UGC 9465	13.48 ± 0.08	-18.63 ± 0.08	SDSS
UGC 9576	12.64 ± 0.08	-19.55 ± 0.08	SDSS	UGC 9649	11.90 ± 0.03	-17.53 ± 0.03	GHASP
UGC 9736	12.13 ± 0.08	-21.16 ± 0.08	SDSS	UGC 9753	11.19 ± 0.03	-19.28 ± 0.03	GHASP
UGC 9858	12.24 ± 0.05	-20.67 ± 0.05	GHASP	UGC 9866	11.40 ± 0.08	-17.95 ± 0.08	GHASP
UGC 9943	11.02 ± 0.08	-21.22 ± 0.08	SDSS	UGC 9969	10.69 ± 0.06	-22.10 ± 0.06	GHASP
UGC 9992	14.12 ± 0.02	-15.96 ± 0.02	GHASP	UGC 10075	10.62 ± 0.08	-20.21 ± 0.08	SDSS
UGC 10310	13.62 ± 0.08	-16.90 ± 0.08	GHASP	UGC 10359	11.92 ± 0.02	-19.10 ± 0.02	GHASP
UGC 10445	11.18 ± 0.07	-19.96 ± 0.07	GHASP	UGC 10445	13.35 ± 0.08	-17.79 ± 0.08	SDSS
UGC 10521	10.84 ± 0.08	-20.43 ± 0.08	SDSS	UGC 10652	12.69 ± 0.05	-18.61 ± 0.05	GHASP
UGC 10757	13.40 ± 0.06	-18.05 ± 0.06	GHASP	UGC 10791	8.46 ± 0.08	-23.22 ± 0.08	SDSS
UGC 10897	11.62 ± 0.06	-19.93 ± 0.06	GHASP	UGC 11283	10.92 ± 0.08	-21.56 ± 0.08	GHASP
UGC 11283C	14.37 ± 0.04	-18.11 ± 0.04	GHASP	UGC 11300	11.83 ± 0.06	-17.79 ± 0.06	GHASP
UGC 11466	11.69 ± 0.05	-19.07 ± 0.05	GHASP	UGC 11470	10.76 ± 0.06	-22.76 ± 0.06	GHASP
UGC 11557	16.78 ± 0.08	-14.69 ± 0.08	SDSS	UGC 11597	8.47 ± 0.06	-20.39 ± 0.06	GHASP
UGC 11670	10.22 ± 0.10	-20.32 ± 0.10	GHASP	UGC 11707	13.04 ± 0.05	-17.96 ± 0.05	GHASP
UGC 11852	13.11 ± 0.04	-21.40 ± 0.04	GHASP	UGC 11861	11.29 ± 0.05	-20.71 ± 0.05	GHASP
UGC 11891	11.98 ± 0.07	-17.79 ± 0.07	GHASP	UGC 11909	11.91 ± 0.07	-19.33 ± 0.07	GHAS
UGC 11914	8.19 ± 0.01	-22.69 ± 0.01	GHASP	UGC 11951	11.89 ± 0.05	-19.31 ± 0.05	GHASP
UGC 12060	12.14 ± 0.17	-18.84 ± 0.17	GHASP	UGC 12082	13.08 ± 0.17	-16.94 ± 0.17	GHASP
UGC 12101	12.32 ± 0.06	-18.57 ± 0.06	GHASP	UGC 12212	14.47 ± 0.06	-16.48 ± 0.06	GHASP
UGC 12276	12.68 ± 0.05	-21.78 ± 0.05	GHASP	UGC 12276C	16.89 ± 0.05	-17.57 ± 0.05	GHASP
UGC 12343	10.28 ± 0.01	-21.87 ± 0.01	GHASP	UGC 12632	13.35 ± 0.04	-16.17 ± 0.04	GHASP
UGC 12754	11.34 ± 0.03	-18.41 ± 0.03	GHASP				

3.2 Decomposição bojo-disco

Há muito tempo é conhecida a existência de diferentes componentes da luz das galáxias espirais. Como, em geral, as duas componentes mais proeminentes são o bojo e o disco das galáxias, é comum a prática de se parametrizar os perfis de brilho em função destas duas componentes, através do procedimento conhecido como decomposição da luz. Logo, a intensidade total observada no perfil de brilho é dada pela equação

$$I(r) = I_b(r) + I_d(r), \quad (3.8)$$

onde $I_b(r)$ e $I_d(r)$ são as funções que descrevem a intensidade do bojo e do disco respectivamente, em função da distância galactocêntrica r .

A decomposição bojo-disco permite a descrição da galáxia em termos dos parâmetros das funções $I_b(r)$ e $I_d(r)$, reduzindo a grande quantidade de informação das galáxias em um pequeno conjunto de variáveis. Individualmente, os parâmetros da decomposição permitem a compreensão individual de cada componente da luz. Em conjunto, estes parâmetros permitem o estudo de propriedades estatísticas das galáxias, de maneira a se elucidar os

seus mecanismos de formação e evolução. Porém, ao menos três limitações importantes são evidentes neste tipo de procedimento: limitações dos modelos, variação intrínseca do número de componentes e efeitos observacionais .

Primeiramente, a decomposição utiliza modelos matemáticos heurísticos, já que até o momento nenhuma teoria consegue deduzir perfis de brilho realísticos a partir de princípios físicos. Por isso, embora hoje exista um certo consenso quanto à maneira de descrever a intensidade a partir de um disco exponencial junto de um bojo tipo Sérsic, ainda pairam dúvidas quanto à melhor descrição das galáxias. Para lidar com este tipo de problema, artigos recentes, como [Simard et al. \(2011\)](#), utilizam diferentes modelos na equação (3.8) de maneira a se obter modelos aprimorados para cada galáxia. Mesmo assim, ainda restam diversos problemas relativos às limitações dos modelos, pois algumas características das galáxias não são completamente compreendidas, como o truncamento interno e externo dos discos e o excesso de luz na região central das galáxias ([Balcells et al., 2003](#)).

O outro ponto importante a ser ressaltado é que o número de componentes da luz de uma galáxia é variável. Em um estudo com 10095 galáxias, [Allen et al. \(2006\)](#) notaram que aproximadamente 45% das galáxias é melhor descrito por uma decomposição com duas componentes, mas 55% podem ser descritos por apenas uma componente (10% bojos simples e 45% discos simples).

Finalmente, os efeitos observacionais podem ser cruciais na qualidade das decomposições estudadas. O seeing é uma limitação em imagens obtidas em telescópios terrestres, dificultando o estudo das regiões mais centrais de galáxias. Em alguns casos, essa limitação não permite a distinção entre diferentes componentes da galáxia, como bojo, barras centrais e eventuais fontes pontuais. Como resultado, os parâmetros extraídos da decomposição para o bojo podem ser, na prática, parâmetros de outras componentes ou uma mistura de diferentes componentes da galáxia. O outro efeito observacional importante é a própria incerteza referente à subtração do céu. Como visto na seção 2.2.4, pequenos erros na subtração podem causar efeitos drásticos nas propriedades do disco. Como consequência, na prática, é difícil distinguir, por exemplo, erros da subtração do céu de efeitos de truncamento reais do disco, já que os dois efeitos possuem uma intensidade da ordem de grandeza das flutuações do céu.

A despeito das suas incertezas, a técnica de decomposição é uma poderosa ferramenta

para o estudo de galáxias espirais, e diversas aplicações podem ser listadas em favor de sua utilização.

Um trabalho importante para a inspiração do nosso trabalho é o artigo de [Spano et al. \(2008\)](#), que fez o estudo da distribuição da matéria de galáxias, utilizando-se os resultados tanto fotométricos quanto cinemáticos do GHASP. Como resultado, os autores observaram diversas relações de escala para os parâmetros da matéria escura dos objetos. Contudo, este estudo foi conduzido para uma amostra de 36 galáxias, fazendo uso de uma amostra fotométrica não homogênea. Por isso, a fotometria das galáxias aqui estudadas poderá servir como base para um trabalho mais extenso da mesma natureza, a partir de uma quantidade maior e mais uniforme de dados, com o objetivo de se observar estes resultados com mais profundidade.

Outro importante resultado das decomposições é a obtenção do índice de Sérsic (n) para os bojos. Uma aplicação direta deste resultado está relacionado com a formação destas estruturas, uma vez que estudos recentes demonstram que galáxias com $n \lesssim 2$ podem ser classificadas como pseudo-bojos, enquanto que os bojos clássicos possuem $n \gtrsim 2$ ([Fisher e Drory, 2008](#)). Além disso, o estudo de [Gadotti \(2008\)](#) mostra que barras possuem, em geral, $0,5 \lesssim n \lesssim 1$.

A utilização dos resultados da decomposição para diversos objetos é útil para testes e vínculos de modelos de formação de estruturas ([Balcells et al., 2007](#)). Por exemplo, através de decomposições para um conjunto de galáxias espirais gigantes, [Weinzirl et al. \(2009\)](#) observam que a fração de galáxias com a razão de luminosidade bojo-total menor que 0,2 no modelo Λ CDM é 30 vezes menor que o observado.

Outras aplicações diretas podem ser obtidas a partir da decomposição. Um censo sobre a ocorrência de pseudo-bojos pode ser inferida a partir do índice de Sérsic, como visto em [Fisher e Drory \(2010\)](#). Relações de escala de bojos, como as vistas em [Graham \(2001\)](#) e [MacArthur et al. \(2003\)](#), também são obtidas diretamente, além da possibilidade da medição da relação Tully-Fisher quando a cinemática das galáxias é conhecida.

Como o método não é o mais adequado para todos os casos, mas pode levar a resultados úteis na compreensão das galáxias, a decomposição bojo-disco foi tentada para todas as galáxias da amostra fotométrica aqui estudada na banda R_c . Utilizando uma série de critérios para definir a aceitação dos resultados, foram então obtidas decomposições para

117 galáxias diferentes da amostra, com 7 galáxias com duas decomposições diferentes para perfis obtidos tanto por imagens SDSS quanto GHASP. Nas próximas seções, os detalhes dos procedimentos adotados e os resultados serão apresentados.

3.2.1 Modelos para a decomposição

Tanto para o bojo quanto para o disco, diversas funções podem ser utilizadas para descrever os perfis de brilho. Aqui, a intensidade do disco é modelada por uma função exponencial,

$$I_d(r) = I_0 \exp\left(-\frac{r}{h}\right), \quad (3.9)$$

onde I_d é a intensidade central ($r = 0$) do disco e h é a escala de distância. Esta abordagem é utilizada desde os trabalhos de [Freeman \(1970\)](#), e hoje é utilizada em praticamente todos os estudos de decomposição de galáxias espirais. Porém, desvios do perfil exponencial são observados em diversas galáxias. Para uma fração considerável de galáxias espirais, [Kregel et al. \(2002\)](#) e [Pohlen e Trujillo \(2006\)](#) encontraram claros indícios de um truncamento externo dos discos, de maneira que, a partir de um certo ponto dos disco, tipicamente $r \sim 1,5 - 4,5h$, o brilho é consideravelmente menor do que o previsto pela extração dos perfis das regiões mais internas. Para lidar com estes discos, [McDonald et al. \(2009\)](#) utilizaram duas funções exponenciais acopladas a uma função degrau para descrever os discos. Porém, os discos duplos podem ser, também, um artefato devido a erros de subtração do céu. Além disso, alguns trabalhos, como [Baggett et al. \(1998\)](#), utilizam um disco truncado internamente. No entanto, estes truncamentos não são o foco deste trabalho, e por isso utilizamos apenas discos simples.

A intensidade do bojo é modelada pelo perfil generalizado de Sérsic ([Sérsic, 1968](#)),

$$I_b(r) = I'_0 \exp\left[-\left(\frac{r}{r_0}\right)^{1/n}\right]. \quad (3.10)$$

onde I'_0 é a intensidade central do bojo e r_0 é a escala de distância. A vantagem desta abordagem é que diversos outros perfis de brilho são casos particulares da equação (3.10), incluindo o perfil de [de Vaucouleurs \(1948\)](#) para $n = 4$, e o perfil exponencial para $n = 1$.

Para o bojo, é costume adotar uma parametrização em termo de valores efetivos, ou seja, a partir do raio que contém metade de toda a luz do bojo, ao invés dos parâmetros

centrais da equação (3.10). O raio efetivo, r_e , é definido por

$$\int_0^\infty I'_0(r) 2\pi r dr = 2 \int_0^{r_e} I'_0(r) 2\pi r dr. \quad (3.11)$$

Contudo, a equação (3.11) implica que

$$\Gamma(2n) = 2\gamma(2n, b_n), \quad (3.12)$$

onde $\Gamma(2n)$ é a função gama completa e $\gamma(2n, b_n)$ é a função gama incompleta com limite superior de b_n (MacArthur et al., 2003). Esta equação não pode ser resolvida analiticamente, por isso as aproximações numéricas de b_n são utilizadas. Para $n > 0,36$, é utilizada a expressão assintótica derivada por Ciotti e Bertin (1999) até a quinta ordem,

$$b_n \approx 2n - \frac{1}{3} + \frac{4}{405n} + \frac{46}{25515n^2} + \frac{131}{1148175n^3} - \frac{2194697}{30690717750n^4} + O(n^{-5}). \quad (3.13)$$

Para $n < 0,36$, esta solução diverge. Por isso, é utilizada a aproximação polinomial de MacArthur et al. (2003),

$$b_n \approx 0,01945 - 0,8902n + 10,95n^2 - 19,67n^3 + 13,43n^4. \quad (3.14)$$

Escrevendo a função de Sérsic utilizando os parâmetros efetivos, chega-se à forma aqui utilizada,

$$I_b(r) = I_e \exp \left\{ -b_n \left[\left(\frac{r}{r_e} \right)^{1/n} - 1 \right] \right\}, \quad (3.15)$$

onde I_e é a intensidade para $r = r_e$. A conversão entre as equações (3.10) e (3.15) é simples a partir das relações

$$r_e = r_0(b_n)^n \quad (3.16)$$

$$I_e = \frac{I'_0}{e^{b_n}}. \quad (3.17)$$

Por fim, os resultados das decomposições não são dados em função das amplitudes, I_0 e I_e , mas sim em termos de brilho superficial. Assim,

$$\mu_0 = -2,5 \log_{10} I_0 \quad (3.18)$$

$$\mu_e = -2,5 \log_{10} I_e, \quad (3.19)$$

onde μ_0 é o brilho superficial central do disco e μ_e é o brilho superficial efetivo do bojo.

As luminosidades totais do disco e do bojo podem ser calculadas diretamente a partir dos modelos propostos. No caso de um disco face-on, a luminosidade é dada por

$$L_d = \int_0^\infty I_d(r) 2\pi r dr = 2\pi I_0 h^2. \quad (3.20)$$

Já para o caso de um bojo face-on com um perfil de Sérsic, a luminosidade total é dada por (MacArthur et al., 2003)

$$L_b = \int_0^\infty I_b(r) 2\pi r dr = \frac{2\pi r_e^2 e^{b_n} n \Gamma(2n)}{(b_n)^{2n}}. \quad (3.21)$$

No caso de galáxias inclinadas no plano do céu, é necessário multiplicar a razão eixo menor sobre eixo maior (b/a) para se obter as luminosidades totais. No entanto, a razão entre as luminosidades de bojo e disco, dada por

$$\frac{B}{D} = \frac{e^{b_n} n \Gamma(2n)}{(b_n)^{2n}} \left(\frac{r_e}{h}\right)^2 \frac{I_e}{I_d}, \quad (3.22)$$

não depende desta razão axial, desde que consideremos que as duas componentes possuam aproximadamente a mesma inclinação.

3.2.2 Preparação dos perfis de brilho para o ajuste

Além do bojo e do disco, outras componentes são visíveis nos perfis de brilho, como barras e braços espirais. No caso das barras, sua presença é notada por um excesso de luminosidade muito próximo ao bojo. Já os braços espirais são visíveis por uma ondulação das partes exteriores dos perfis. Porém, o algoritmo de ajuste do modelo sobre o perfil de brilho busca a minimização dos resíduos de maneira global, e estas regiões podem levar a soluções sem sentido físico.

A maneira ideal de se lidar com estes problemas é utilizar modelos mais completos para a descrição das galáxias, incluindo os braços espirais e barras. No entanto, este

tratamento deve ser lidado de maneira bidimensional, através de programas como, por exemplo, GIM2D ([Simard, 1998](#)), GALFIT ([Peng et al., 2002](#)) ou BUDDA ([de Souza et al., 2004](#)). Porém, este tratamento detalhado está além dos objetivos deste trabalho. Por isso, neste trabalho, utilizamos um procedimento similar ao utilizado por [Fisher e Drory \(2008\)](#), que consiste em remover pontos do perfis de brilho que possam ser considerados não importantes para o ajuste, através da observação conjunta dos perfis do ângulo de posição, elipticidade e de brilho superficial.

Um outro problema comum na decomposição de perfis de galáxias são as limitações impostas pelo seeing. As figuras [3.3](#) e [3.4](#) deixam claro que, nas regiões centrais das galáxias, os perfis de brilho são sub-estimados. Isto influencia diretamente os resultados dos parâmetros do bojo, em especial o índice de Sérsic, que tende a possuir valores menores do que o real. Uma maneira de se tratar este problema é a convolução dos perfis de brilho com a PSF de estrelas do campo, tal como feito por [de Jong \(1996a\)](#) e [MacArthur et al. \(2003\)](#), ou pela deconvolução das imagens ([Zavatti et al., 1990](#)). Porém, [Balcells et al. \(2003\)](#) encontraram que, para uma fração considerável de galáxias espirais e lenticulares, há um excesso de luz central sistemático (da ordem de 0,3 magnitudes/arcseg²) nos perfis de brilho que pode ser caracterizado por uma fonte pontual convoluída com o seeing. Neste trabalho, adotamos o seguinte procedimento para minimizar o problema. Para evitar a adição de uma componente adicional e para diminuir a influência do seeing sobre os resultados dos perfis, foram removidos do ajustes as regiões em que $r < \text{FWHM}/2$, ou seja, regiões com o raio de até o raio do seeing.

3.2.3 Critérios de seleção da decomposição

Um programa foi escrito em Python a partir de ferramentas do pacote Scipy⁵ para a decomposição bojo-disco, utilizando o algoritmo de Levenberg-Marquardt (LMA), com os cinco parâmetros livres implícitos na equação [\(3.8\)](#): I_e , μ_e e n para o bojo e μ_0 e h para o disco. O programa busca a minimização da função

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^m \left(\frac{\mu(r_i) - \mu_{\text{mod}}(r_i; I_e, \mu_e, n, \mu_0, h)}{\sigma(r_i)} \right)^2 \quad (3.23)$$

⁵ www.scipy.org

onde r_i , $\mu(r_i)$ e $\sigma(r_i)$ representam, respectivamente, o semi-eixo maior, o brilho superficial e o erro do i -ésimo ponto experimental, e $\mu_{mod}(r; I_e, \mu_e, n, \mu_0, h)$ é o modelo que se busca.

No entanto, em alguns casos, o resultado não possui interpretação física em termos do modelo utilizado. Por isso, quatro critérios foram utilizados para determinar se uma decomposição é aceitável, nos moldes descritos por [MacArthur et al. \(2003\)](#):

$$r_e > (0.3)^{1/n} \text{FWHM} \quad (3.24)$$

$$B/D < 5 \quad (3.25)$$

$$r_e < 15\text{kpc}; h < 50\text{kpc} \quad (3.26)$$

$$h/r_e < 1 \quad (3.27)$$

O primeiro critério foi derivado por [MacArthur et al. \(2003\)](#) a partir de simulações. Já os outros três critérios são utilizados para que os resultados façam sentido dentro do modelo proposto, isto é, que o bojo é descrito por uma função de Sérsic e o disco por uma exponencial. As distâncias para a conversão das escalas de arcseg para kpc, de maneira a se observar a terceira condição, foram definidas em [Epinat et al. \(2008\)](#), como mostrado na tabela 2.1, adotando $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

3.2.4 Resultados

Seguindo os critérios especificados na seção 3.2.3, foram obtidas 124 decomposições aceitáveis para os perfis de brilho disponíveis, sendo que 117 são para galáxias diferentes. A figura 3.7 mostra o resultado da decomposição de 2 destas galáxias, a título de ilustração. As figuras contendo os resultados para todas as galáxias pode ser visto no apêndice B.

Para verificar se os resultados utilizando os perfis de brilho do SDSS e do GHASP é consistente, foram comparados os resultados das 7 galáxias (das 10 utilizadas na seção 3.1.4) cuja decomposição foi aceita segundo os critérios de seleção estabelecidos, como visto na figura 3.8. As incertezas apresentadas utilizam a soma simples das incertezas nas duas decomposições de cada ponto. Com isso, nota-se que, em geral, os resultados são consistentes dentro de uma ou duas barras de incerteza. Porém, pela baixa amostragem, não é possível afirmar se existem erros sistemáticos. Mesmo assim, os dados da decomposição obtidos pelas duas bases de dados são utilizados sem nenhuma distinção no próximo capítulo.

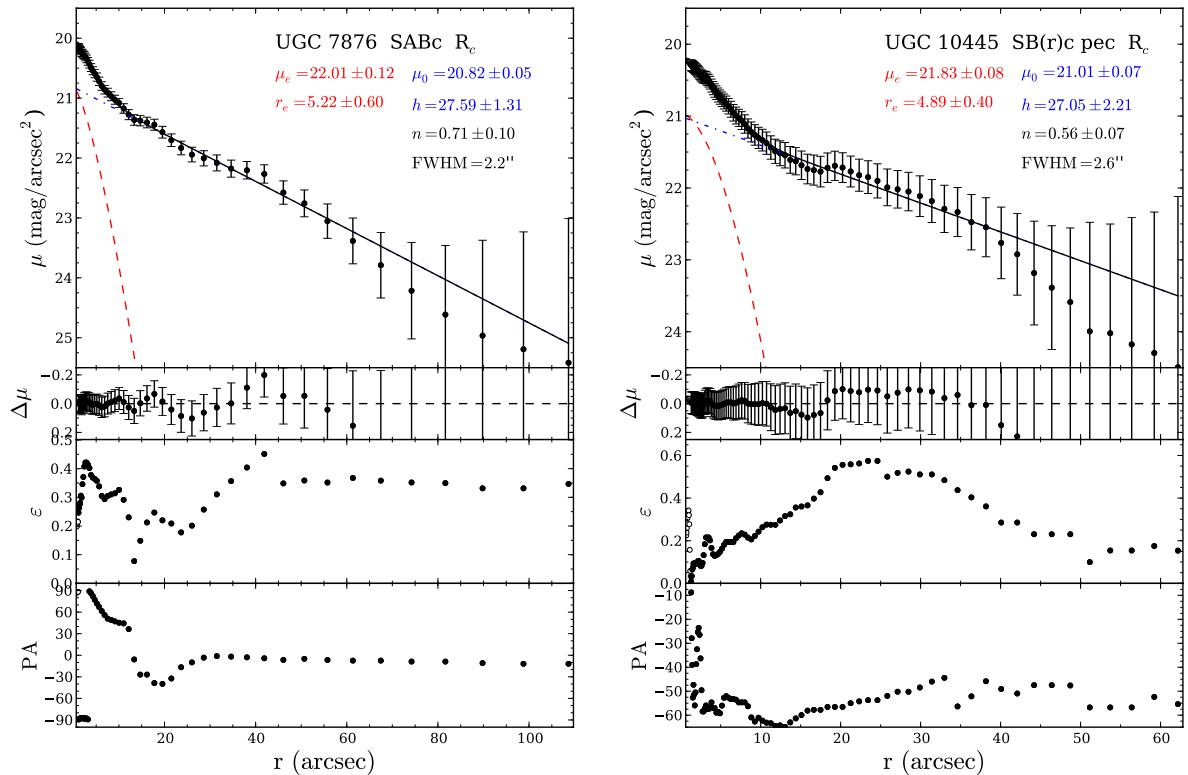


Figura 3.7: Decomposição bojo-disco para 2 galáxias. A linha tracejada vermelha indica o bojo e a azul com pontos e traços indica o disco. A linha preta mostra o resultado final para o modelo. Os círculos pretos indicam os pontos utilizados, e os pontos brancos mostram àqueles removidos para o ajuste. O segundo gráfico mostra os resíduos do ajuste. Os dois gráficos inferiores mostram a variação da elipticidade e do ângulo de posição em relação ao raio. Os parâmetros do modelo ajustado assim como suas incertezas são mostradas no canto superior direito de cada painel.

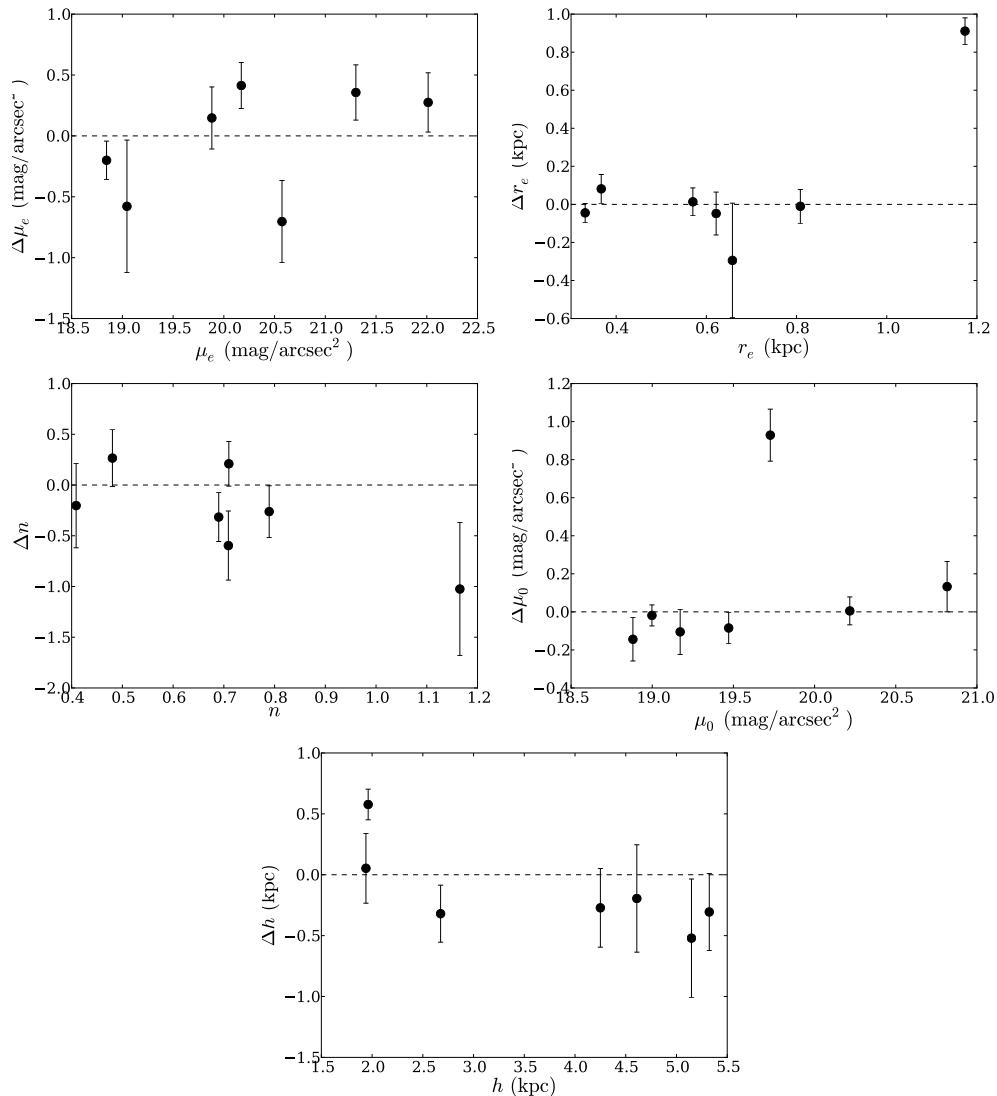


Figura 3.8: Checagem da consistência interna da decomposição de 7 galáxias da amostra. No eixo horizontal estão os resultados para as imagens do GHASP, e no eixo vertical está a diferença entre os resultados para imagens do SDSS e as imagens do GHASP, ambas na banda R_c. As incertezas apresentadas representam a soma simples das incertezas dos dois casos, apenas para se observar a compatibilidade dos dados.

De maneira a se verificar se os resultados da decomposição bojo-disco são consistentes com a literatura, foi feita a comparação dos cinco parâmetros ajustados mais a razão bojo-disco com os resultados de galáxias comuns a [Graham \(2001\)](#), [Möllenhoff \(2004\)](#) e [Noordermeer e van der Hulst \(2007\)](#), como visto na figura 3.9. Os resultados destes trabalhos foram utilizados diretamente para os cinco parâmetros da decomposição, e o valor de B/D foi calculado de acordo com a fórmula (3.22). De maneira geral, nota-se um bom acordo entre os resultados de [Graham \(2001\)](#), [Möllenhoff \(2004\)](#), enquanto que os resultados de [Noordermeer e van der Hulst \(2007\)](#) estão sistematicamente diferentes para os seis gráficos - em alguns casos, de maneira tão drástica que não poderiam ser incluídos nos gráficos sem prejudicar a visualização. Contudo, acreditamos que esta consistência para a maior parte dos dados demonstra a confiabilidade dos resultados aqui obtidos.

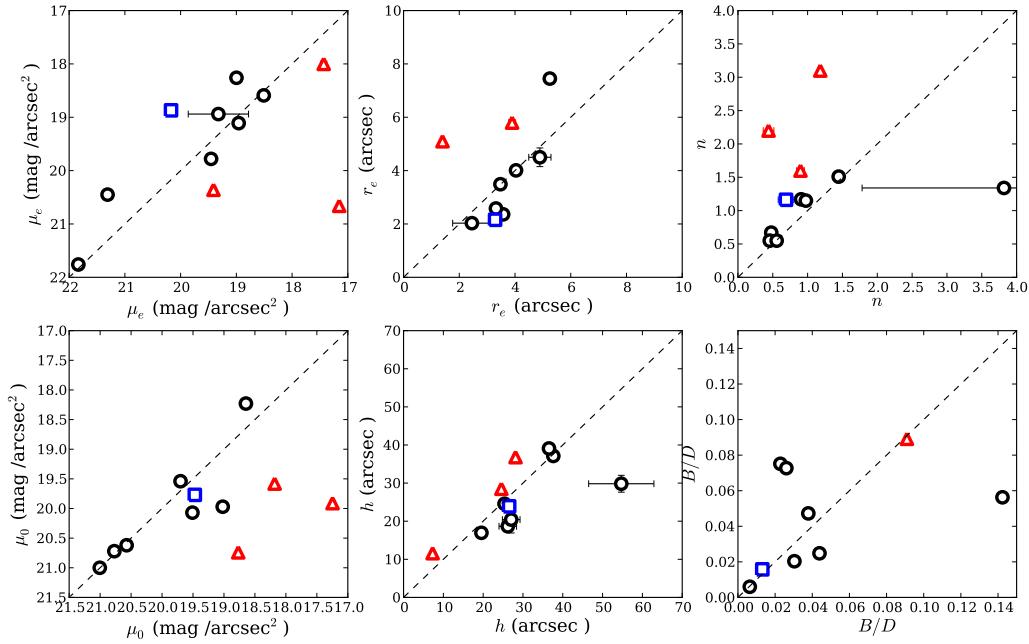


Figura 3.9: Comparaçao dos resultados da decomposiçao com a literatura. O eixo horizontal indica os resultados deste trabalho, enquanto que o eixo vertical mostra os resultados dos três artigos comparados. Os círculos pretos resultam das 7 galáxias em comum com [Graham \(2001\)](#). Já o quadrado azul mostra os resultados da galáxia em comum com [Möllenhoff \(2004\)](#). Por fim, os triângulos vermelhos mostram os resultados das 3 galáxias em comum com [Noordermeer e van der Hulst \(2007\)](#). A linha tracejada preta indica a igualde $y = x$.

Um sumário dos resultados da decomposição pode ser visto na tabela 3.2. As galáxias

marcadas com um (2) ao lado indicam as galáxias do SDSS que também possuem um perfil de brilho obtido diretamente na banda R_c . No próximo capítulo, estes resultados são utilizados no estudo de relações de escala para as galáxias GHASP.

Tabela 3.2 - Resultados da decomposição bojo-disco. As galáxias marcadas com um (2) ao lado indicam os casos em que dois perfis de brilho foram utilizados, o primeiro para imagens tomadas pelo GHASP e o segundo para as imagens tomadas pelo SDSS.

Galáxia	μ_e (mag/arcseg ²)	r_e (arcseg)	r_e (kpc)	n	μ_0 (mag/arcseg ²)	h (arcseg)	h (kpc)	B/D
IC 476	21.39 ± 0.09	2.49 ± 0.24	0.77 ± 0.07	0.49 ± 0.14	20.14 ± 0.10	9.46 ± 0.83	2.93 ± 0.26	0.031
UGC 508	18.51 ± 0.06	4.04 ± 0.14	1.25 ± 0.04	1.45 ± 0.08	19.51 ± 0.05	25.37 ± 0.82	7.85 ± 0.25	0.142
UGC 528	18.02 ± 0.10	2.60 ± 0.17	0.15 ± 0.01	0.83 ± 0.12	17.46 ± 0.03	13.65 ± 0.23	0.80 ± 0.01	0.038
NGC 542	21.04 ± 0.40	1.33 ± 0.18	0.41 ± 0.05	0.32 ± 0.24	19.49 ± 0.02	9.37 ± 0.20	2.89 ± 0.06	0.006
UGC 763	23.23 ± 1.56	9.27 ± 16.90	0.57 ± 1.04	1.32 ± 1.30	19.86 ± 0.15	28.40 ± 2.58	1.75 ± 0.16	0.010
UGC 1013	19.29 ± 0.07	5.36 ± 0.26	1.84 ± 0.09	1.08 ± 0.08	19.61 ± 0.05	22.67 ± 0.61	7.78 ± 0.21	0.147
UGC 1117	21.69 ± 0.21	148.90 ± 50.65	0.65 ± 0.22	1.40 ± 0.16	21.00 ± 0.44	551.40 ± 247.03	2.41 ± 1.08	0.085
UGC 1317	19.88 ± 0.05	3.04 ± 0.11	0.62 ± 0.02	0.71 ± 0.06	19.00 ± 0.01	26.02 ± 0.33	5.32 ± 0.07	0.010
UGC 1317(2)	19.73 ± 0.20	3.27 ± 0.44	0.67 ± 0.09	1.31 ± 0.28	19.02 ± 0.04	27.51 ± 1.21	5.63 ± 0.25	0.016
UGC 1437	19.54 ± 0.18	3.47 ± 0.47	1.12 ± 0.15	1.15 ± 0.23	19.02 ± 0.09	13.59 ± 0.65	4.40 ± 0.21	0.081
UGC 1655	18.76 ± 0.11	13.72 ± 1.24	4.86 ± 0.44	1.63 ± 0.08	20.35 ± 0.44	67.30 ± 28.19	23.82 ± 9.98	0.422
UGC 1736	19.52 ± 0.09	2.62 ± 0.15	0.22 ± 0.01	1.16 ± 0.19	19.67 ± 0.03	35.56 ± 1.22	3.03 ± 0.10	0.013
UGC 1810	20.82 ± 0.30	7.25 ± 1.35	3.60 ± 0.67	2.13 ± 0.32	21.20 ± 0.12	65.49 ± 9.29	32.51 ± 4.61	0.047
UGC 1886	19.28 ± 0.10	3.24 ± 0.22	1.04 ± 0.07	1.07 ± 0.14	19.75 ± 0.07	23.18 ± 1.51	7.47 ± 0.49	0.059
UGC 1913	21.78 ± 0.11	44.01 ± 12.16	1.98 ± 0.55	1.28 ± 0.10	20.71 ± 0.34	97.95 ± 17.19	4.42 ± 0.78	0.159
UGC 2045	19.79 ± 0.43	6.69 ± 2.38	0.74 ± 0.26	1.38 ± 0.37	18.41 ± 0.10	21.54 ± 1.01	2.37 ± 0.11	0.059
UGC 2080	22.06 ± 0.25	21.24 ± 8.34	1.41 ± 0.55	1.26 ± 0.18	21.13 ± 0.37	80.38 ± 25.31	5.34 ± 1.68	0.063
UGC 2082	22.41 ± 0.41	11.42 ± 5.95	0.56 ± 0.29	1.25 ± 0.33	20.55 ± 0.17	47.23 ± 7.31	2.34 ± 0.36	0.022
UGC 2141	20.31 ± 0.09	12.28 ± 0.78	0.73 ± 0.05	0.57 ± 0.09	19.53 ± 0.20	21.04 ± 1.73	1.24 ± 0.10	0.253
UGC 2183	18.71 ± 0.05	6.37 ± 0.26	0.57 ± 0.02	1.03 ± 0.06	19.85 ± 0.17	17.18 ± 1.26	1.55 ± 0.11	0.760
UGC 2193	19.46 ± 0.16	1.88 ± 0.16	0.09 ± 0.01	1.49 ± 0.40	19.54 ± 0.03	24.77 ± 0.54	1.18 ± 0.03	0.014
UGC 2503	19.05 ± 0.11	6.75 ± 0.48	1.13 ± 0.08	1.34 ± 0.10	19.57 ± 0.07	36.90 ± 1.89	6.15 ± 0.32	0.116
UGC 2800	22.00 ± 0.21	7.74 ± 1.49	0.77 ± 0.15	0.71 ± 0.18	20.25 ± 0.06	30.74 ± 1.36	3.07 ± 0.14	0.021
UGC 2855	18.58 ± 0.05	3.11 ± 0.09	0.26 ± 0.01	0.51 ± 0.04	18.07 ± 0.02	37.74 ± 0.81	3.20 ± 0.07	0.006
UGC 3013	20.25 ± 0.26	9.24 ± 1.78	1.63 ± 0.31	1.55 ± 0.23	19.85 ± 0.11	46.43 ± 3.84	8.17 ± 0.68	0.063
UGC 3056	18.23 ± 2.27	24.09 ± 30.92	0.29 ± 0.37	3.65 ± 3.87	18.06 ± 0.80	25.41 ± 15.41	0.31 ± 0.19	2.648
UGC 3273	21.51 ± 0.09	20.11 ± 3.59	1.19 ± 0.21	0.97 ± 0.08	21.28 ± 0.40	57.90 ± 14.95	3.42 ± 0.88	0.182
UGC 3382	18.69 ± 0.03	2.46 ± 0.04	0.75 ± 0.01	0.94 ± 0.04	19.21 ± 0.03	10.61 ± 0.18	3.23 ± 0.05	0.161
UGC 3463	21.12 ± 0.14	7.12 ± 0.98	1.33 ± 0.18	1.27 ± 0.12	20.13 ± 0.07	30.34 ± 1.61	5.68 ± 0.30	0.047
UGC 3521	20.73 ± 0.08	1.97 ± 0.12	0.60 ± 0.04	0.60 ± 0.18	20.01 ± 0.04	15.06 ± 0.75	4.57 ± 0.23	0.014
UGC 3528	18.81 ± 0.07	1.91 ± 0.10	0.57 ± 0.03	1.07 ± 0.20	18.94 ± 0.07	8.65 ± 0.37	2.59 ± 0.11	0.108
UGC 3618	19.58 ± 0.24	4.98 ± 0.79	1.93 ± 0.31	2.03 ± 0.25	20.13 ± 0.22	14.55 ± 1.14	5.64 ± 0.44	0.511
UGC 3708	18.47 ± 0.06	1.34 ± 0.04	0.46 ± 0.01	0.56 ± 0.09	19.11 ± 0.04	15.02 ± 0.40	5.10 ± 0.14	0.022
UGC 3740	19.80 ± 0.03	3.25 ± 0.06	0.27 ± 0.00	0.39 ± 0.04	19.71 ± 0.02	32.31 ± 0.96	2.68 ± 0.08	0.012
UGC 3809	20.26 ± 0.15	9.00 ± 0.84	1.44 ± 0.13	2.35 ± 0.15	20.51 ± 0.05	68.96 ± 3.58	11.00 ± 0.57	0.060
UGC 3851	21.08 ± 0.11	1.74 ± 0.10	0.03 ± 0.00	0.56 ± 0.16	21.61 ± 0.02	99.04 ± 4.29	1.63 ± 0.07	0.001
UGC 3876	22.89 ± 0.16	8.98 ± 2.56	0.63 ± 0.18	0.79 ± 0.15	21.06 ± 0.15	29.18 ± 3.20	2.05 ± 0.22	0.030
UGC 3915	19.87 ± 0.08	1.26 ± 0.06	0.39 ± 0.02	0.37 ± 0.11	19.11 ± 0.02	10.31 ± 0.28	3.18 ± 0.09	0.010
UGC 4026	18.84 ± 0.05	2.58 ± 0.08	0.81 ± 0.02	0.79 ± 0.06	19.17 ± 0.03	14.69 ± 0.36	4.61 ± 0.11	0.072
UGC 4026(2)	19.04 ± 0.11	2.61 ± 0.21	0.82 ± 0.06	1.05 ± 0.19	19.28 ± 0.09	15.32 ± 1.05	4.80 ± 0.33	0.070
UGC 4256	19.81 ± 0.05	2.28 ± 0.06	0.79 ± 0.02	0.53 ± 0.08	19.62 ± 0.02	16.15 ± 0.36	5.61 ± 0.13	0.025
UGC 4274	19.85 ± 0.15	16.21 ± 0.50	0.54 ± 0.02	0.30 ± 0.05	20.32 ± 0.31	23.65 ± 3.26	0.79 ± 0.11	0.888
UGC 4325	23.68 ± 0.36	3.53 ± 0.85	0.19 ± 0.05	0.32 ± 0.26	21.02 ± 0.03	40.86 ± 1.97	2.16 ± 0.10	0.001
UGC 4393	20.57 ± 0.06	7.68 ± 0.24	1.17 ± 0.04	0.48 ± 0.06	19.73 ± 0.11	12.84 ± 0.57	1.96 ± 0.09	0.233
UGC 4393(2)	21.28 ± 0.28	1.72 ± 0.21	0.26 ± 0.03	0.22 ± 0.22	18.80 ± 0.03	9.06 ± 0.26	1.38 ± 0.04	0.004
UGC 4422	18.96 ± 0.02	3.48 ± 0.04	0.98 ± 0.01	0.48 ± 0.02	20.77 ± 0.06	54.69 ± 8.19	15.41 ± 2.31	0.030
UGC 4456	21.30 ± 0.07	1.59 ± 0.07	0.57 ± 0.03	0.41 ± 0.10	20.22 ± 0.02	11.85 ± 0.27	4.25 ± 0.10	0.009
UGC 4456(2)	20.94 ± 0.16	1.55 ± 0.13	0.56 ± 0.05	0.61 ± 0.31	20.21 ± 0.05	12.60 ± 0.63	4.52 ± 0.23	0.012
UGC 4499	23.57 ± 0.60	4.93 ± 2.37	0.29 ± 0.14	0.46 ± 0.40	20.53 ± 0.12	16.70 ± 1.82	0.99 ± 0.11	0.007
UGC 4543	22.89 ± 0.34	15.13 ± 9.96	2.22 ± 1.46	1.30 ± 0.28	22.83 ± 1.65	53.28 ± 82.05	7.83 ± 12.05	0.162
UGC 4555	21.03 ± 0.07	2.63 ± 0.12	0.74 ± 0.03	0.49 ± 0.13	20.26 ± 0.03	20.50 ± 0.73	5.76 ± 0.21	0.012
UGC 4770	19.73 ± 0.25	3.57 ± 0.57	1.66 ± 0.26	2.02 ± 0.37	20.27 ± 0.15	21.43 ± 2.90	9.96 ± 1.35	0.119
UGC 4936	22.30 ± 0.21	16.43 ± 3.61	2.04 ± 0.45	1.67 ± 0.14	21.50 ± 0.18	56.73 ± 7.66	7.04 ± 0.95	0.095
UGC 5251	22.06 ± 0.86	15.86 ± 12.94	1.65 ± 1.35	1.98 ± 0.59	20.09 ± 0.23	42.05 ± 5.40	4.38 ± 0.56	0.060
UGC 5253	18.45 ± 0.07	7.68 ± 0.36	0.79 ± 0.04	1.53 ± 0.07	19.41 ± 0.07	32.12 ± 1.03	3.29 ± 0.11	0.317
UGC 5279	21.59 ± 0.15	7.18 ± 1.29	0.74 ± 0.13	0.90 ± 0.14	20.57 ± 0.11	51.86 ± 8.14	5.36 ± 0.84	0.014
NGC 5296	20.26 ± 0.04	2.34 ± 0.10	0.37 ± 0.02	0.68 ± 0.09	20.34 ± 0.08	10.07 ± 0.67	1.60 ± 0.11	0.094

Tabela 3.2: continuação.

Galáxia	μ_e (mag/arcseg 2)	r_e (arcseg)	r_e (kpc)	n	μ_0 (mag/arcseg 2)	h (arcseg)	h (kpc)	B/D
UGC 5316	21.80 ± 0.08	13.51 ± 1.24	1.15 ± 0.11	0.86 ± 0.06	20.92 ± 0.08	46.58 ± 2.28	3.97 ± 0.19	0.067
UGC 5510	19.32 ± 0.54	2.45 ± 0.69	0.22 ± 0.06	3.82 ± 2.04	19.70 ± 0.09	26.19 ± 2.20	2.36 ± 0.20	0.044
UGC 5721	21.17 ± 0.08	10.29 ± 1.01	0.32 ± 0.03	0.75 ± 0.06	20.21 ± 0.19	18.81 ± 1.51	0.59 ± 0.05	0.210
UGC 5789	21.61 ± 0.69	15.61 ± 11.70	1.07 ± 0.80	1.21 ± 0.39	21.75 ± 0.24	114.10 ± 27.61	7.80 ± 1.89	0.044
UGC 5842	21.31 ± 0.07	3.57 ± 0.17	0.26 ± 0.01	0.46 ± 0.08	20.57 ± 0.02	37.62 ± 1.09	2.77 ± 0.08	0.006
UGC 5931	19.76 ± 0.47	4.15 ± 0.43	0.43 ± 0.04	0.16 ± 0.10	19.20 ± 0.03	16.82 ± 0.32	1.73 ± 0.03	0.039
UGC 5982	20.17 ± 0.08	3.29 ± 0.16	0.33 ± 0.02	0.69 ± 0.11	19.47 ± 0.02	26.53 ± 0.43	2.68 ± 0.04	0.013
UGC 5982(2)	19.76 ± 0.11	3.73 ± 0.33	0.38 ± 0.03	1.01 ± 0.13	19.56 ± 0.06	29.70 ± 1.90	3.00 ± 0.19	0.025
UGC 6118	16.75 ± 0.01	2.49 ± 0.02	0.24 ± 0.00	0.80 ± 0.03	18.80 ± 0.04	23.27 ± 0.97	2.23 ± 0.09	0.131
UGC 6521	21.01 ± 0.12	2.46 ± 0.26	0.94 ± 0.10	0.64 ± 0.19	19.69 ± 0.04	14.16 ± 0.59	5.40 ± 0.23	0.014
UGC 6537	19.88 ± 0.11	5.21 ± 0.33	0.36 ± 0.02	1.08 ± 0.18	19.94 ± 0.03	61.27 ± 1.85	4.25 ± 0.13	0.015
UGC 6702	19.43 ± 0.03	3.23 ± 0.07	1.56 ± 0.04	1.01 ± 0.04	20.92 ± 0.10	12.96 ± 0.85	6.27 ± 0.41	0.467
UGC 6787	19.38 ± 0.31	14.97 ± 2.76	1.37 ± 0.25	3.30 ± 0.41	20.29 ± 0.23	41.81 ± 2.86	3.83 ± 0.26	0.973
UGC 7021	17.97 ± 0.03	2.07 ± 0.04	0.27 ± 0.01	0.88 ± 0.07	18.77 ± 0.04	12.51 ± 0.44	1.63 ± 0.06	0.103
UGC 7045	20.69 ± 0.14	4.98 ± 0.50	0.28 ± 0.03	0.96 ± 0.13	19.69 ± 0.03	45.52 ± 1.19	2.52 ± 0.07	0.009
UGC 7154	20.99 ± 0.06	14.94 ± 0.81	1.17 ± 0.06	0.77 ± 0.05	21.45 ± 0.10	110.03 ± 14.12	8.64 ± 1.11	0.048
UGC 7524	23.82 ± 0.71	33.76 ± 24.11	0.75 ± 0.54	1.35 ± 0.55	21.68 ± 0.14	146.75 ± 16.97	3.27 ± 0.38	0.016
UGC 7699	22.15 ± 0.11	9.78 ± 1.16	0.44 ± 0.05	0.73 ± 0.15	20.49 ± 0.05	38.36 ± 1.33	1.73 ± 0.06	0.023
UGC 7861	20.79 ± 0.10	6.56 ± 0.85	0.32 ± 0.04	0.97 ± 0.09	19.91 ± 0.12	18.78 ± 1.28	0.93 ± 0.06	0.101
UGC 7876	22.01 ± 0.12	5.22 ± 0.60	0.37 ± 0.04	0.71 ± 0.10	20.82 ± 0.05	27.59 ± 1.31	1.94 ± 0.09	0.020
UGC 7876(2)	21.74 ± 0.12	4.06 ± 0.47	0.29 ± 0.03	0.50 ± 0.12	20.68 ± 0.08	26.83 ± 2.76	1.89 ± 0.19	0.012
UGC 7901	19.00 ± 0.06	3.32 ± 0.14	0.33 ± 0.01	0.91 ± 0.08	18.65 ± 0.02	19.56 ± 0.34	1.96 ± 0.03	0.038
UGC 7985	20.35 ± 0.74	4.10 ± 2.29	0.27 ± 0.15	0.81 ± 0.55	19.87 ± 0.11	29.37 ± 3.38	1.95 ± 0.22	0.022
UGC 8334	20.78 ± 0.66	79.05 ± 54.54	3.76 ± 2.59	1.97 ± 0.48	19.88 ± 0.74	95.00 ± 6.30	4.51 ± 0.30	0.775
UGC 8709	20.22 ± 0.12	4.73 ± 0.38	0.80 ± 0.06	1.28 ± 0.11	19.49 ± 0.03	33.40 ± 0.68	5.67 ± 0.11	0.022
UGC 8852	19.20 ± 0.15	3.13 ± 0.33	0.46 ± 0.05	1.26 ± 0.22	19.28 ± 0.09	20.71 ± 1.67	3.07 ± 0.25	0.052
UGC 8863	17.44 ± 0.03	2.81 ± 0.05	0.35 ± 0.01	0.66 ± 0.04	18.70 ± 0.05	19.19 ± 0.90	2.37 ± 0.11	0.109
UGC 8900	19.69 ± 0.06	4.42 ± 0.17	1.05 ± 0.04	0.87 ± 0.06	19.67 ± 0.03	34.71 ± 0.86	8.28 ± 0.21	0.028
UGC 8937	18.01 ± 0.05	2.20 ± 0.05	0.52 ± 0.01	0.51 ± 0.06	18.76 ± 0.03	14.90 ± 0.23	3.54 ± 0.05	0.064
UGC 9013	20.77 ± 0.04	11.33 ± 0.52	0.40 ± 0.02	0.65 ± 0.03	21.16 ± 0.10	104.25 ± 19.82	3.64 ± 0.69	0.027
UGC 9179	21.48 ± 0.51	13.06 ± 7.33	0.36 ± 0.20	1.36 ± 0.44	20.86 ± 0.52	54.34 ± 26.08	1.50 ± 0.72	0.071
UGC 9248	21.33 ± 0.97	5.77 ± 5.42	1.54 ± 1.44	1.50 ± 0.87	20.17 ± 0.50	18.43 ± 5.74	4.91 ± 1.53	0.077
UGC 9363	20.93 ± 0.07	7.21 ± 0.53	0.78 ± 0.06	0.85 ± 0.06	20.14 ± 0.06	24.69 ± 0.85	2.67 ± 0.09	0.073
UGC 9366	19.04 ± 0.13	3.60 ± 0.28	0.66 ± 0.05	1.17 ± 0.16	18.88 ± 0.03	28.16 ± 0.48	5.15 ± 0.09	0.029
UGC 9366(2)	19.62 ± 0.41	5.21 ± 1.37	0.95 ± 0.25	2.19 ± 0.50	19.03 ± 0.09	31.01 ± 2.18	5.67 ± 0.40	0.044
UGC 9406	22.08 ± 0.22	3.54 ± 0.34	0.58 ± 0.06	0.29 ± 0.10	20.23 ± 0.08	14.79 ± 1.16	2.42 ± 0.19	0.013
UGC 9465	22.00 ± 0.09	4.92 ± 0.18	0.63 ± 0.02	0.19 ± 0.05	21.08 ± 0.06	31.40 ± 3.44	4.02 ± 0.44	0.012
UGC 9576	21.02 ± 0.12	6.66 ± 0.48	0.89 ± 0.06	0.41 ± 0.06	20.39 ± 0.21	21.02 ± 3.87	2.79 ± 0.51	0.075
UGC 9736	20.96 ± 0.12	3.61 ± 0.34	0.80 ± 0.07	0.88 ± 0.14	20.80 ± 0.07	46.29 ± 6.31	10.19 ± 1.39	0.010
UGC 9753	19.89 ± 0.08	21.14 ± 1.40	1.27 ± 0.08	1.52 ± 0.06	22.65 ± 0.82	160.35 ± 203.98	9.64 ± 12.26	0.506
UGC 9866	20.27 ± 0.32	1.11 ± 0.17	0.04 ± 0.01	0.58 ± 0.49	19.34 ± 0.02	24.09 ± 0.60	0.86 ± 0.02	0.001
UGC 9969	19.86 ± 0.07	5.70 ± 0.24	1.00 ± 0.04	1.26 ± 0.06	20.05 ± 0.03	49.46 ± 1.31	8.63 ± 0.23	0.034
UGC 10075	21.38 ± 0.20	9.84 ± 2.53	0.70 ± 0.18	1.06 ± 0.17	19.77 ± 0.10	45.94 ± 4.62	3.27 ± 0.33	0.020
UGC 10310	23.88 ± 0.31	2.08 ± 0.48	0.13 ± 0.03	0.50 ± 0.32	21.62 ± 0.03	31.06 ± 1.45	1.91 ± 0.09	0.001
UGC 10359	20.42 ± 0.05	10.23 ± 0.42	0.79 ± 0.03	0.69 ± 0.12	20.54 ± 0.10	38.41 ± 2.70	2.98 ± 0.21	0.130
UGC 10445	21.83 ± 0.08	4.89 ± 0.40	0.40 ± 0.03	0.56 ± 0.07	21.01 ± 0.07	27.05 ± 2.21	2.22 ± 0.18	0.023
UGC 10521	15.07 ± 0.62	0.80 ± 0.12	0.07 ± 0.01	0.53 ± 0.13	18.68 ± 0.02	19.69 ± 0.59	1.72 ± 0.05	0.069
UGC 10652	21.06 ± 0.07	3.39 ± 0.19	0.30 ± 0.02	0.46 ± 0.06	19.50 ± 0.04	9.81 ± 0.23	0.87 ± 0.02	0.040
UGC 10757	22.79 ± 0.16	4.30 ± 0.43	0.41 ± 0.04	0.36 ± 0.11	20.37 ± 0.04	13.85 ± 0.44	1.31 ± 0.04	0.013
UGC 10897	20.70 ± 0.11	5.89 ± 0.52	0.59 ± 0.05	1.02 ± 0.09	20.28 ± 0.06	30.19 ± 1.59	3.00 ± 0.16	0.050
UGC 11283	21.21 ± 0.04	3.56 ± 0.13	0.54 ± 0.02	0.48 ± 0.04	20.74 ± 0.04	24.91 ± 1.02	3.78 ± 0.15	0.019
UGC 11300	21.57 ± 0.06	6.80 ± 0.38	0.28 ± 0.02	0.61 ± 0.05	19.93 ± 0.02	34.99 ± 0.49	1.43 ± 0.02	0.013
UGC 11470	18.36 ± 0.09	4.79 ± 0.30	1.18 ± 0.07	1.32 ± 0.09	18.48 ± 0.07	15.77 ± 0.50	3.88 ± 0.12	0.221
UGC 11557	23.10 ± 3.39	9.12 ± 26.87	0.87 ± 2.57	2.00 ± 2.65	21.11 ± 0.70	57.95 ± 78.40	5.54 ± 7.49	0.010
UGC 11597	18.93 ± 0.14	7.27 ± 0.56	0.21 ± 0.02	2.25 ± 0.21	19.21 ± 0.02	121.84 ± 3.38	3.49 ± 0.10	0.013
UGC 11670	17.43 ± 0.06	3.90 ± 0.13	0.24 ± 0.01	0.90 ± 0.06	18.18 ± 0.04	24.57 ± 0.65	1.52 ± 0.04	0.091
UGC 11707	21.81 ± 0.04	8.66 ± 0.41	0.67 ± 0.03	0.50 ± 0.03	21.76 ± 0.11	46.86 ± 6.11	3.61 ± 0.47	0.047
UGC 11852	19.41 ± 0.05	1.40 ± 0.04	0.54 ± 0.02	0.44 ± 0.08	18.77 ± 0.02	7.31 ± 0.11	2.84 ± 0.04	0.028
UGC 11861	19.25 ± 0.61	5.67 ± 1.20	0.69 ± 0.15	0.77 ± 0.47	20.38 ± 0.09	68.23 ± 9.26	8.30 ± 1.13	0.033
UGC 11909	20.26 ± 0.09	5.22 ± 0.35	0.45 ± 0.03	0.88 ± 0.08	19.91 ± 0.04	53.80 ± 2.42	4.62 ± 0.21	0.012
UGC 11914	17.15 ± 0.03	7.77 ± 0.22	0.56 ± 0.02	1.18 ± 0.03	17.25 ± 0.04	28.13 ± 0.63	2.05 ± 0.05	0.170

Tabela 3.2: continuação.

Galáxia	μ_e (mag/arcseg 2)	r_e (arcseg)	r_e (kpc)	n	μ_0 (mag/arcseg 2)	h (arcseg)	h (kpc)	B/D
UGC 11951	20.04 ± 0.07	7.10 ± 0.70	0.60 ± 0.06	0.73 ± 0.07	18.95 ± 0.12	17.54 ± 1.19	1.48 ± 0.10	0.100
UGC 12082	23.42 ± 0.13	10.18 ± 1.42	0.50 ± 0.07	0.55 ± 0.09	21.94 ± 0.11	33.92 ± 2.97	1.66 ± 0.15	0.034
UGC 12101	21.65 ± 0.11	5.57 ± 0.68	0.41 ± 0.05	0.78 ± 0.09	20.28 ± 0.06	27.57 ± 1.48	2.02 ± 0.11	0.020
UGC 12212	23.03 ± 0.08	1.53 ± 0.09	0.12 ± 0.01	0.39 ± 0.12	21.64 ± 0.02	18.08 ± 0.51	1.36 ± 0.04	0.003
UGC 12276	19.59 ± 0.06	2.83 ± 0.11	1.07 ± 0.04	1.35 ± 0.09	20.08 ± 0.05	13.11 ± 0.35	4.94 ± 0.13	0.158
UGC 12343	19.45 ± 0.05	5.25 ± 0.21	0.68 ± 0.03	0.98 ± 0.05	19.02 ± 0.02	36.54 ± 0.63	4.77 ± 0.08	0.026

Capítulo 4

Estudo de correlações

A decomposição bojo-disco permite uma descrição das características básicas das galáxias espirais sem a necessidade de se observar as suas peculiaridades, resumindo toda a complexa estrutura destes sistemas a um pequeno número de parâmetros. Naturalmente, a etapa seguinte é estudar o espaço de fase resultante destas medições, com o objetivo de se verificar se e como estes parâmetros estão conectados, através do estudo de correlações.

A decomposição e a fotometria feita no capítulo anterior permitem, naturalmente, a utilização dos cinco parâmetros ajustados (μ_e , r_e , n , μ_0 e h) para a observação de relações de escala, a magnitude absoluta das galáxias (M_R) e também outros parâmetros de interesse derivados naturalmente, como a razão entre a a luz total de bojo e disco (B/D). Porém, para tornar o estudo mais abrangente, alguns dados da literatura foram adicionados a este estudo. A amostra definida para o estudo de correlações descrito neste capítulo foi baseada nas galáxias para as quais a decomposição bojo-disco foi feita com sucesso e somente para as galáxias que tinham velocidades máximas listadas em [Epinat et al. \(2008\)](#). Os tipos morfológicos numéricos segundo a classificação de [de Vaucouleurs \(de Vaucouleurs, 1979\)](#) foram obtidos através do banco de dados Hyperleda.

Como as curvas de rotação foram obtidas apenas a partir da linha H α , [Epinat et al.](#) demarcaram a possibilidade das curvas alcançarem a velocidade máxima com bandeiras de 1 a 4, onde 1 representa os casos onde isto está assegurado e 4 os casos em que a velocidade máxima certamente não foi atingida. Aqui, utilizamos apenas os casos em que esta bandeira é menor ou igual a dois. Com este procedimento, 82 galáxias foram selecionadas. A partir da checagem visual das correlações, notou-se que a galáxia UGC 11557 possui resultados anômalos para os parâmetros do bojo e para a magnitude total, e por isso foi removida

da amostra. Nota-se que esta galáxia possui baixo brilho superficial e está localizada em um campo muito povoado de estrelas, indicando que o método utilizado neste trabalho não foi adequado para este caso. Portanto, 81 galáxias espirais foram utilizadas para a maioria das correlações, com exceção na seção que lida com a relação Tully-Fisher (seção 4.5), para a qual 45 galáxias foram utilizadas. A figura 4.1 ilustra todas as correlações possíveis de serem estudadas com os 9 parâmetros definidos. Nas próximas seções, estes resultados serão retomados com mais detalhes.

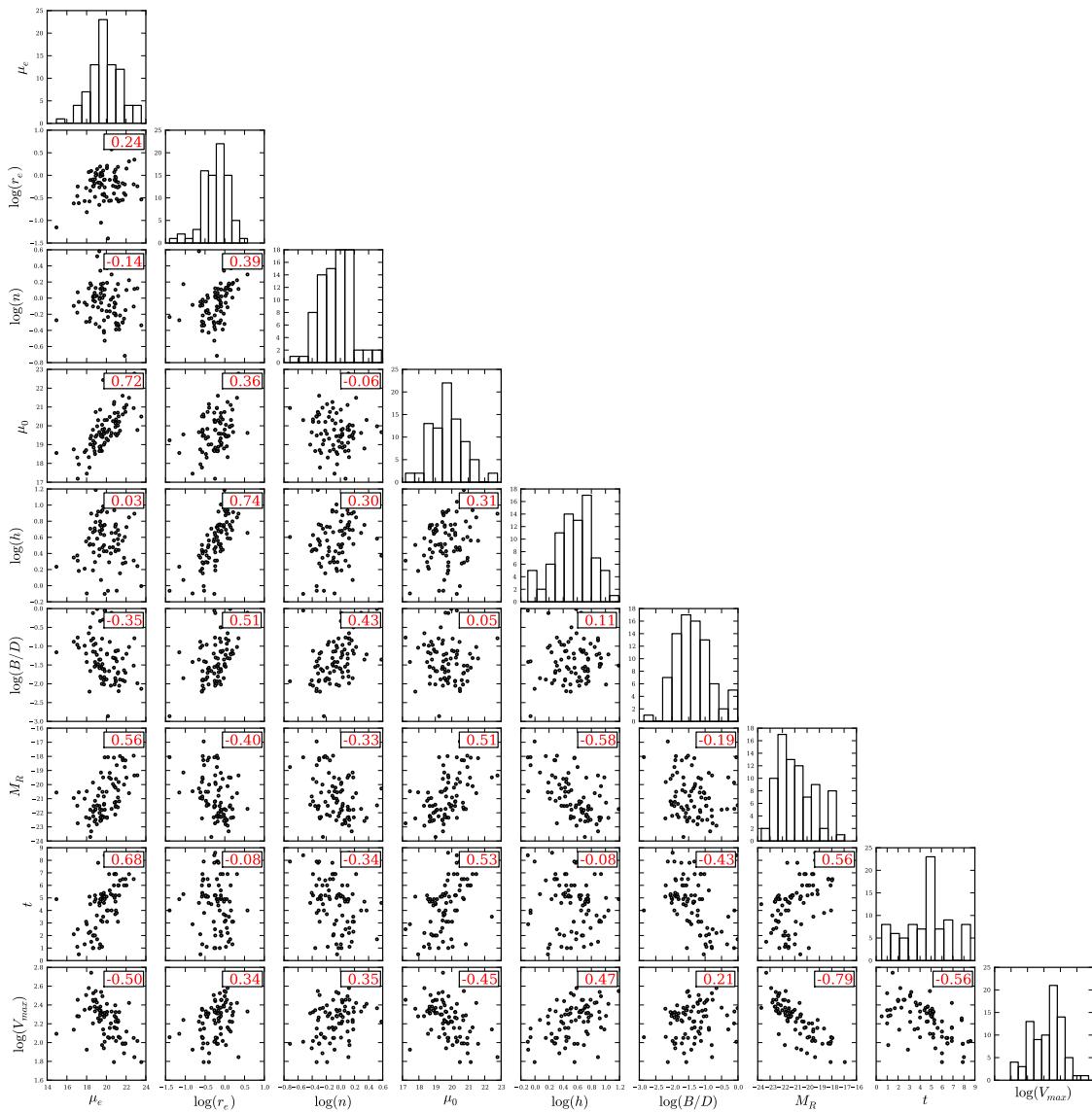


Figura 4.1: Relações de escala para 81 galáxias da amostra. Os números indicados acima dos gráficos indica o coeficiente de correlação de Pearson de cada caso.

4.1 Relevância das correlações

Para não nos restringirmos a uma análise qualitativa de todos os resultados das correlações, foram utilizados alguns métodos estatísticos que permitem descrever quantitativamente a relevância destas medidas.

A medida do grau de dependência de um par de variáveis, x e y com n medições pode ser expressa pelo coeficiente de correlação de Pearson,

$$r = \frac{\sum_{i=1}^n (x_i - \bar{x})(y_i - \bar{y})}{\sqrt{\sum_{i=1}^n (x_i - \bar{x})^2 \sum_{i=1}^n (y_i - \bar{y})^2}}, \quad (4.1)$$

onde \bar{x} e \bar{y} representam os valores médios. O coeficiente de correlação é normalizado de maneira que $-1 \leq r \leq 1$, onde os valores negativos indicam anti-correlação e os valores positivos indicam correlação. Já o módulo de r quantifica a força da correlação.

Como existem valores bem variados de r , definimos um teste de significância para determinar se há ou não correlação entre duas variáveis. Um coeficiente de correlação r é considerado estatisticamente significativo se a probabilidade de ocorrência de um valor no mínimo tão extremo quanto r , p , for menor do que um nível determinado de significância, α . Em resumo, consideramos como relevante todas as correlações com $p < \alpha$.

O valor de α é geralmente decidido, por convenção, nos níveis 1% ou 5%. Por isso, neste estudo, é adotado o valor de 1%, de maneira a apresentar apenas os resultados com 99% de relevância ou mais.

Assumindo uma distribuição normal bivariada dos dados, e assumindo a hipótese de não-correlação, a função que descreve a distribuição de r é dada por [Kenney e Keeping \(1951\)](#)

$$f(r, m) = \frac{(1 - r^2)^{\frac{m-4}{2}}}{B(\frac{1}{2}, \frac{m-2}{2})}, \quad (4.2)$$

onde B é a função beta e m é o tamanho da amostra. A figura 4.2 mostra a forma da distribuição para o caso em que $m = 81$, assim como o número de galáxias da amostra. Através de integração numérica, calculamos que $p < \alpha$ quando $|r| > 0.285$. Portanto, das 36 combinações de variáveis aqui estudadas, 26 apresentam correlações significativas com 99% de confiança. Porém, daremos ênfase às correlações mais fortes encontradas, ou seja,

nas relações com $r > 0,5$.

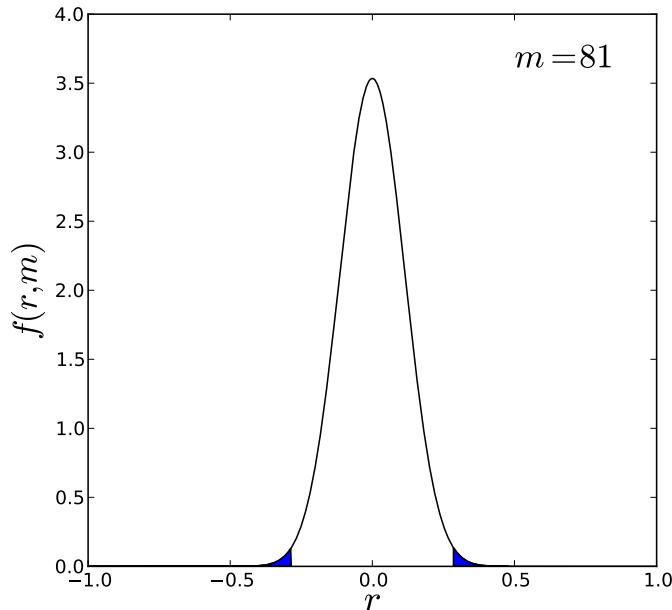


Figura 4.2: Distribuição de r assumindo não-correlação e $m = 81$. A área azul sob a curva indica a probabilidade $p < \alpha$.

4.2 Correlações para parâmetros do bojo e do disco

4.2.1 Índice de Sérsic

Desde trabalhos como o de [Andredakis e Sanders \(1994\)](#), ficou muito claro que os parâmetros do bojo não eram bem descritos pela lei de [de Vaucouleurs](#) em todos os casos, e, por isso, a lei de [Sérsic](#) se tornou amplamente utilizada. O índice de Sérsic tem como característica a medição da concentração do perfil do bojo, de maneira que, quanto maior n , maior a concentração. Além disso, o índice de Sérsic pode ser uma indicação sobre o tipo de bojo, pois praticamente todos os bojos clássicos possuem $n > 2$, enquanto que aproximadamente 90% dos pseudo-bojos possuem $n < 2$ ([Fisher e Drory, 2010](#)).

As medições do índice de Sérsic para diversas amostras de galáxias têm mostrado que, segundo a concepção de [Fisher e Drory \(2010\)](#), a grande maioria dos bojos observados são, na verdade, pseudo-bojos. Um exemplo disto pode ser visto na figura 4.3, adaptada de [MacArthur et al. \(2003\)](#), onde se nota claramente que a grande maioria das galáxias possui

$n < 2$. Os nossos resultados estão de acordo com esta tendência, como pode ser visto na figura 4.4. Do total de nossas 81 galáxias, apenas 4 possuem $n > 2$, ou seja, apenas 4,9%.

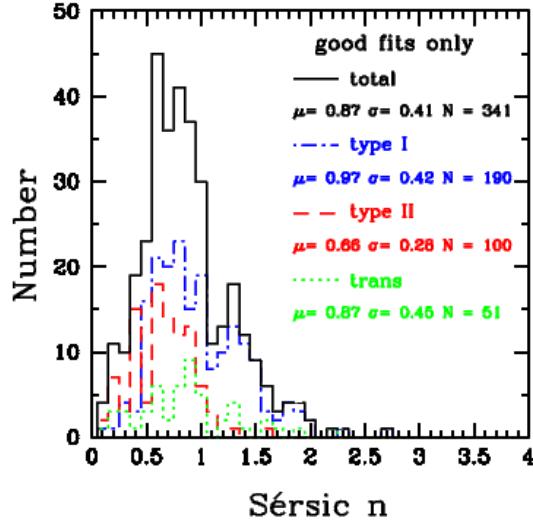


Figura 4.3: Distribuição do parâmetro de Sérsic para MacArthur et al. (2003) (Adaptado do original).

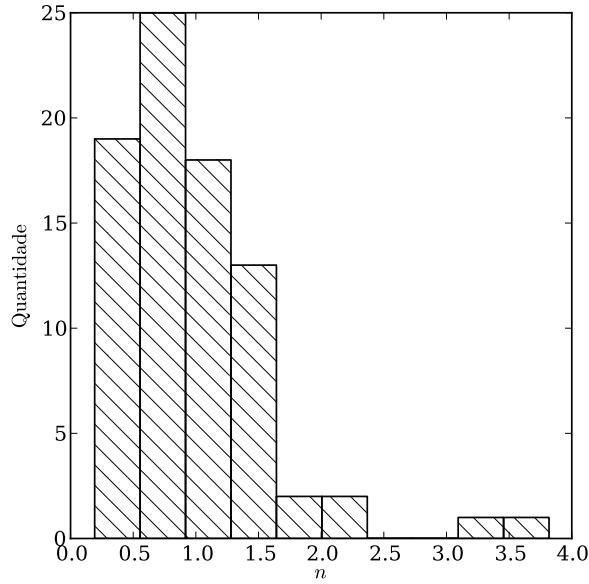


Figura 4.4: Histograma do parâmetro de Sérsic para as 81 galáxias da amostra GHASP.

Alguns autores buscaram correlações entre os parâmetros do bojo e o índice de Sérsic. Porém, separando pseudo-bojos de bojos clássicos através de imagens de alta resolução do Hubble Space Telescope (HST), Fisher e Drory (2010) apresentaram evidências de que estas correlações existem para bojos clássicos, mas não para pseudo-bojos. Considerando que a

nossa amostra é composta quase em sua totalidade de pseudo-bojos, é possível perceber que todas as correlações com n são fracas, como visto na figura 4.5.

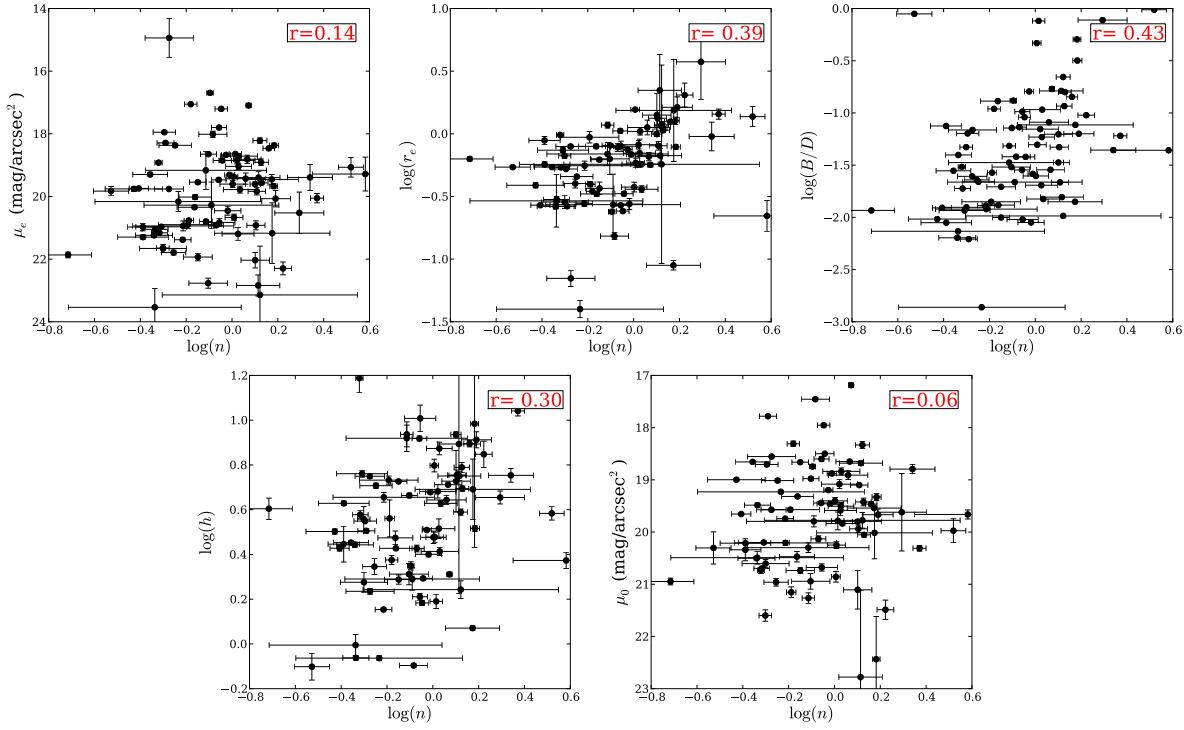


Figura 4.5: Correlações do índice de Sérsic, n , com os outros parâmetros do bojo.

4.2.2 Influência das barras

A amostra de galáxias possui uma característica interessante para verificar se os ajustes são ou não afetados pela existência de barras. Segundo a classificação morfológica aqui adotada, 30 são galáxias espirais comuns, 26 são espirais intermediárias e 25 são galáxias barradas.

Dentro do cenário de evolução secular das galáxias, as barras seriam formadas a partir de instabilidades do disco e, portanto, as relações de escala envolvendo o disco já estariam estabelecidas. Pela proximidade da região central, o bojo é a componente da galáxia que tende a ser mais afetada pela presença de barras. A figura 4.6 mostra em mais detalhes a distribuição dos parâmetros do bojo, μ_e , r_e e n , ao se dividir a amostra segundo a presença de barras.

Pelo histograma do índice de Sérsic, é possível destacar uma característica interessante. As galáxias barradas possuem um valor médio de n menor do que as galáxias não barradas.

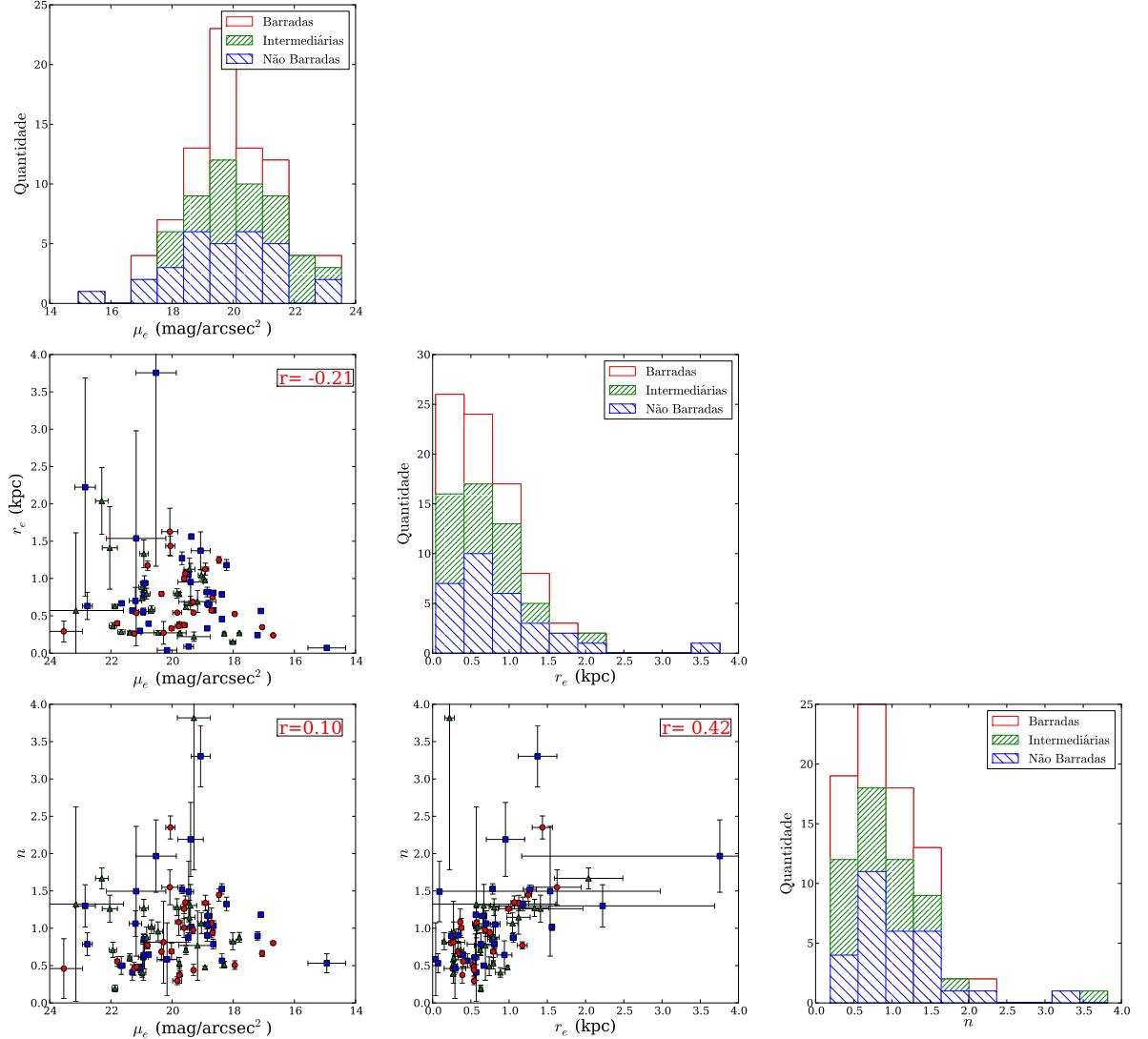


Figura 4.6: Relações de escala do bojo para as 81 galáxias da amostra destacando a presença de barras. As galáxias barradas, intermediárias e comuns são denotadas, respectivamente, pelos círculos vermelhos, triângulos verdes e quadrados azuis. Os histogramas na parte direita do gráfico seguem o mesmo esquema de cores.

Para as galáxias barradas, $\langle n \rangle = 0,89 \pm 0,46$; para as galáxias intermediárias, $\langle n \rangle = 0,96 \pm 0,68$; já para as galáxias não-barradas, $\langle n \rangle = 1,09 \pm 0,60$. O resultado para o índice de Sérsic para as galáxias barradas está de acordo com os resultados de [Gadotti \(2011\)](#), que mostrou que, para estes objetos, $0,5 \lesssim n \lesssim 1,0$.

Um efeito similar pode ser encontrado para o raio efetivo médio: para as barradas $\langle r_e \rangle = 0,68 \pm 0,70$, para as intermediárias $\langle r_e \rangle = 0,70 \pm 0,43$ e para as não barradas $\langle r_e \rangle = 0,86 \pm 0,72$. Desta maneira, as galáxias barradas possuem, em geral, bojos menores do que as galáxias não barradas.

Contudo, apesar destes resultados indicarem algumas tendências dos parâmetros do bojo com relação à presença de barras, como r_e e n menor para galáxias barradas, as dispersões dos valores médios não permitem conclusões mais enfáticas. Por isso, uma investigação maior sobre estes resultados deve ser conduzida para avaliar sua validade, tanto através de uma amostra maior, que permitiria verificar se as dispersões envolvidas são intrínsecas ou uma limitação da amostra, quanto por um estudo mais completo da fotometria, através de modelos bidimensionais que pudessem estudar as barras levando em consideração sua geometria não eixo-simétrica.

4.2.3 Correlação entre r_e e h

A segunda correlação mais forte entre as combinações de pares de variáveis é a relação entre r_e e h , com $r = 0,74$. Esta relação entre as escalas de tamanho do bojo e do disco já é conhecida deste o trabalho de [Courteau et al. \(1996\)](#). Segundo estes autores, esta íntima ligação entre o bojo e o disco indicam claramente o cenário de evolução secular, onde a formação do bojo ocorreria após a formação do disco, através do transporte do gás para as regiões internas e a transferência do momento angular. Mais recentemente, [Fisher e Drory \(2008\)](#) apontaram que esta relação existe apenas para pseudo-bojos.

A figura 4.8 apresenta o histograma da razão r_e/h de nossa amostra. É notado que os valores da razão estão, em sua grande maioria, confinados no intervalo $0 \lesssim r_e/h \lesssim 0.4$. [Courteau et al. \(1996\)](#) clamam que o valor desta razão é constante ao longo da sequência de Hubble, de maneira que $\langle r_b/h \rangle = 0,08 \pm 0,05$ na banda r, fixando o índice de Sérsic em $n = 1$. Note que, neste caso, os dois parâmetros são em função das escalas centrais. Quando convertido para as escalas efetivas, como dado pela equação (3.16), esta razão muda para

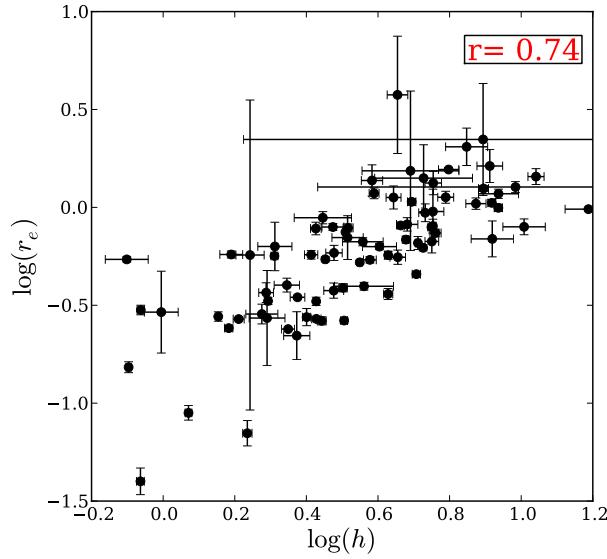


Figura 4.7: Correlação entre as escalas de tamanho do bojo e do disco.

$\langle r_e/h \rangle = 0,13 \pm 0,08$. A partir de nossos dados, calculamos que $\langle r_e/h \rangle = 0,19 \pm 0,08$, de acordo com os resultados encontrados por [Courteau et al.](#).

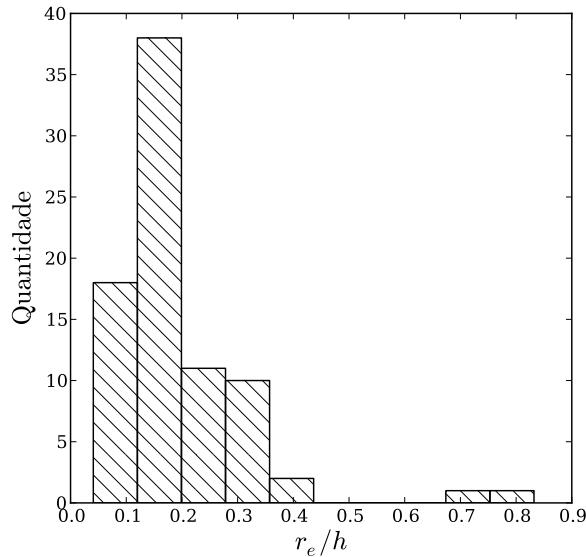


Figura 4.8: Histograma da razão entre r_e e h .

4.2.4 Correlação entre μ_e e μ_0

A correlação entre os brilhos superficiais do bojo e do disco já foi reportada anteriormente por [de Jong \(1996b\)](#), como reproduzidos na figura 4.9 para as bandas B e K. Um fato interessante é que [de Jong](#) não considera os resultados para esta correlação relevan-

tes, enquanto que, dentro de nosso estudo, é uma das relações de maior coeficiente de correlação.

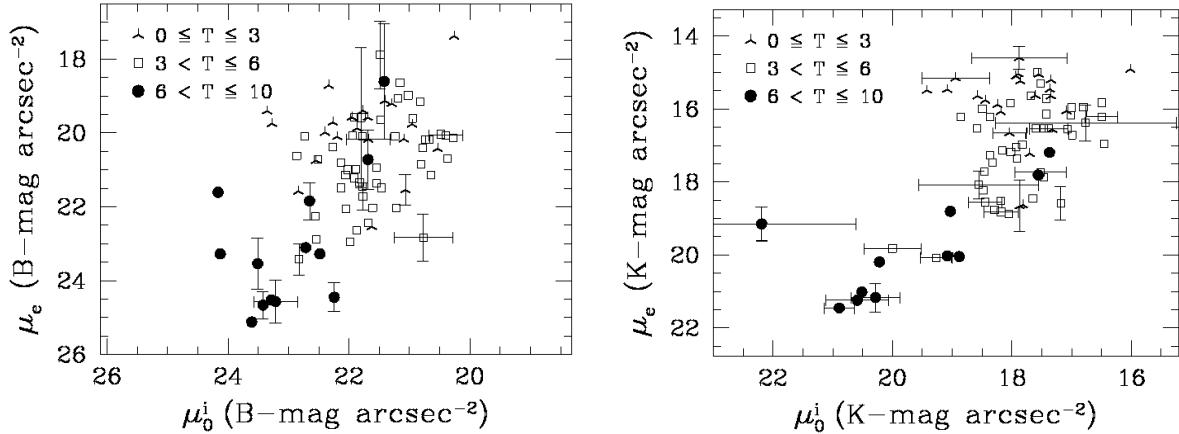


Figura 4.9: Correlação entre o brilho central do disco e o brilho efetivo do bojo segundo [de Jong \(1996b\)](#), nas bandas B e K.

Os resultados para o nosso trabalho podem ser vistos na figura 4.10, onde, da mesma maneira que [de Jong](#), foi feita a divisão das galáxias em três bins de classe morfológica segundo a classificação de Vaucouleurs: $0 \leq T \leq 3$ (S0-Sb), $3 < T \leq 6$ (Sb-Scd) e $6 < T \leq 10$ (Sd-Im).

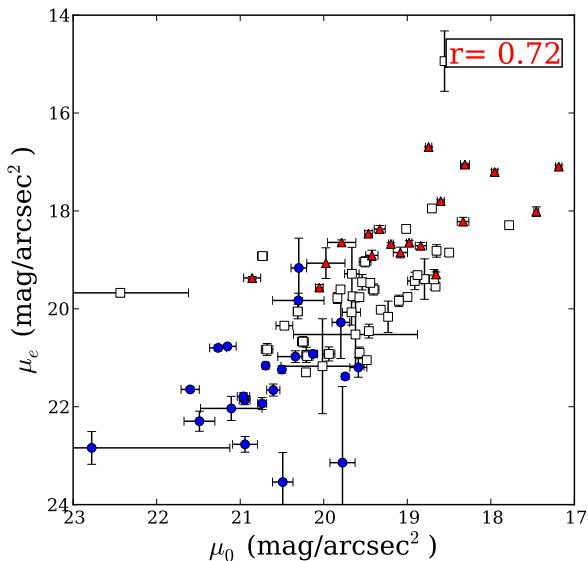


Figura 4.10: Correlação entre o brilho central do disco e o brilho efetivo do bojo. Galáxias com a classe morfológica $0 \leq T \leq 3$, $3 < T \leq 6$ e $6 < T \leq 10$ são denotadas, respectivamente, por triângulos vermelhos, quadrados brancos e círculos azuis.

Esta relação mostra que, em geral, galáxias com disco brilhantes possuem um bojo também mais brilhante. A segregação entre os tipos morfológicos mostra que as galáxias de tipos mais tardios, além de possuírem brilhos superficiais menos brilhantes, também possuem uma dispersão nos dados maior do que outras galáxias.

4.3 Correlações com a magnitude total e a razão bojo-disco

A magnitude total das galáxias é um parâmetro crucial das mesmas pois se correlaciona tanto com a massa dinâmica quanto com a massa estelar (Blanton e Moustakas, 2009). A figura 4.11 mostra a relação entre a magnitude total com as propriedades fotométricas, onde se nota que os coeficientes de correlação são significativos em mais de 99% para todas as grandezas, com exceção da razão B/D. Portanto, esses resultados parecem indicar que a massa da galáxia é importante no estabelecimento das relações de escala, mas é sub-dominante na posterior interação entre o bojo e o disco.

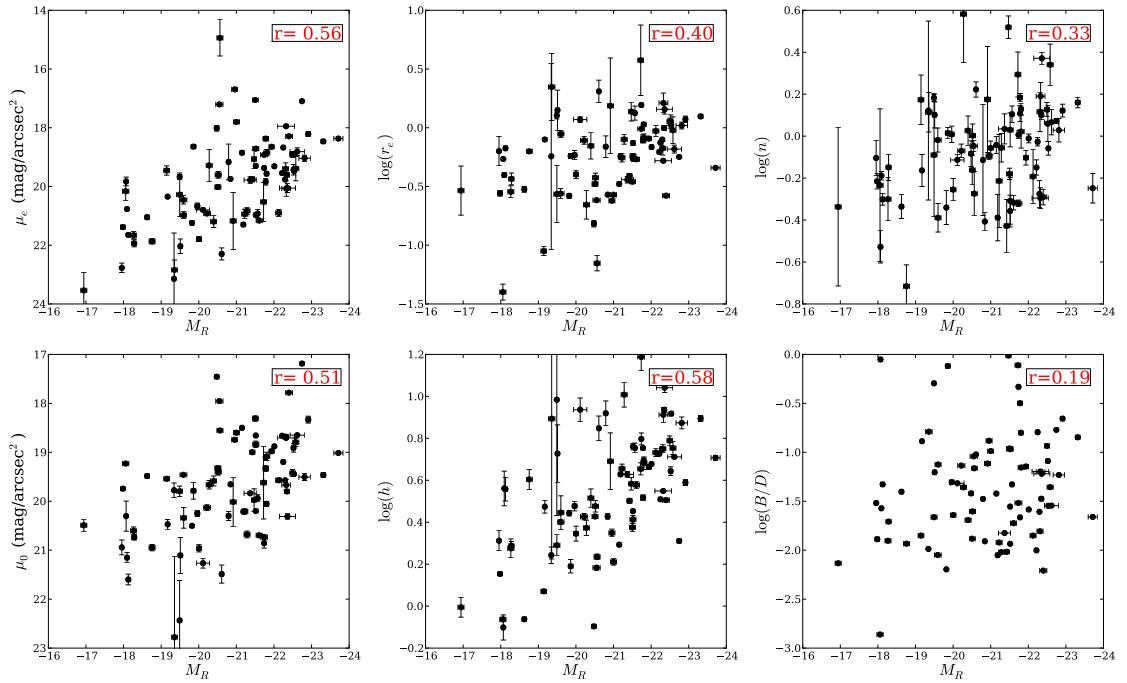


Figura 4.11: Correlações entre parâmetros fotométricos e a magnitude total.

A razão B/D é muito dependente das propriedades do bojo, como visto na figura 4.12, mas não se correlaciona com nenhum dos parâmetros do disco. O cenário de evolução secular, assim como discutido por Courteau et al. (1996), pode servir como explicação para

estes resultados: as propriedades do disco seriam oriundas da época do colapso gravitacional, enquanto que o bojo seria uma consequência das interações posteriores à formação do disco através da evolução secular. Com isto, a relação B/D deve ser estabelecida com a evolução dos pseudo-bojos, a despeito das propriedades iniciais do disco. Esta explicação, aparentemente, é mais plausível do que o cenário em que o bojo nasce antes do disco, como sugerem alguns cenários evolutivos. Neste outro contexto, o disco precisaria se desenvolver sem ter influência do bojo – de maneira a manter a baixa correlação entre B/D e o disco –, mas sem destruir as correlações de parâmetros entre bojo e disco, como as observadas entre r_e - h e μ_e - μ_0 .

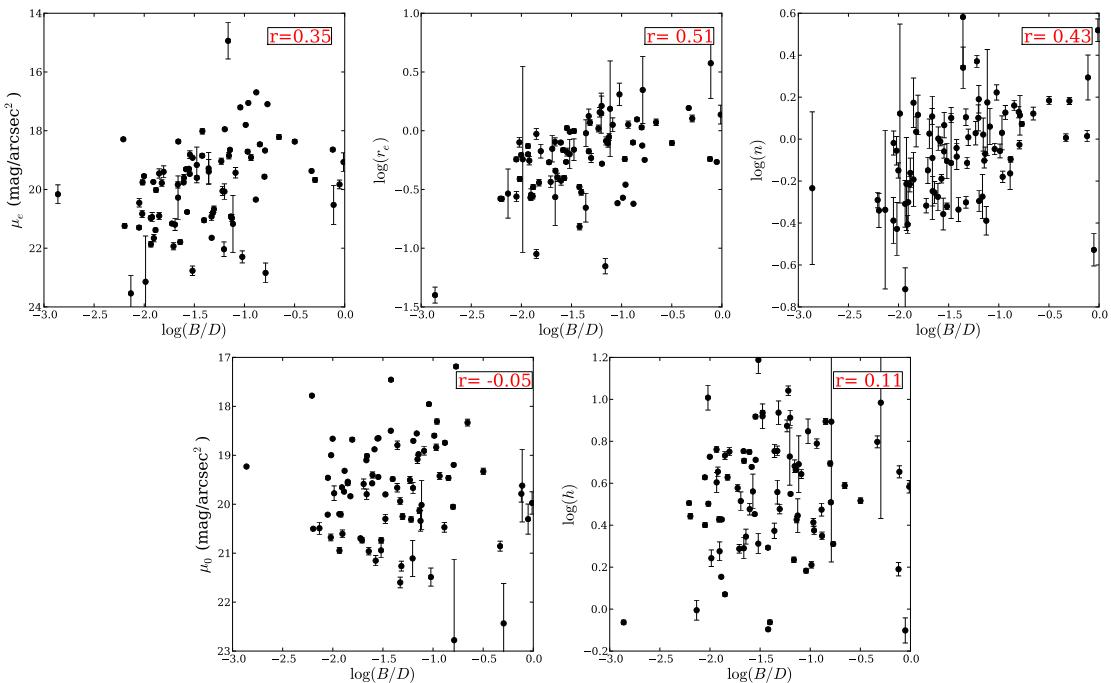


Figura 4.12: Correlações entre a razão B/D e os parâmetros fotométricos

4.4 Correlações com o tipo morfológico e com a cinemática

Nesta seção são apresentadas algumas correlações encontradas com o tipo morfológico e com a cinemática que podem ser consideradas estatisticamente significativas.

Como a classificação morfológica é baseada, em parte, em critérios sobre a razão bojo disco, é natural que existam correlações desta com os resultados da fotometria. A figura 4.13 mostra exatamente esta característica. Interessantemente, nota-se que a correlação

do tipo morfológico com μ_e é bem mais significativa do que a correlação com a razão B/D, como poderia se supor.

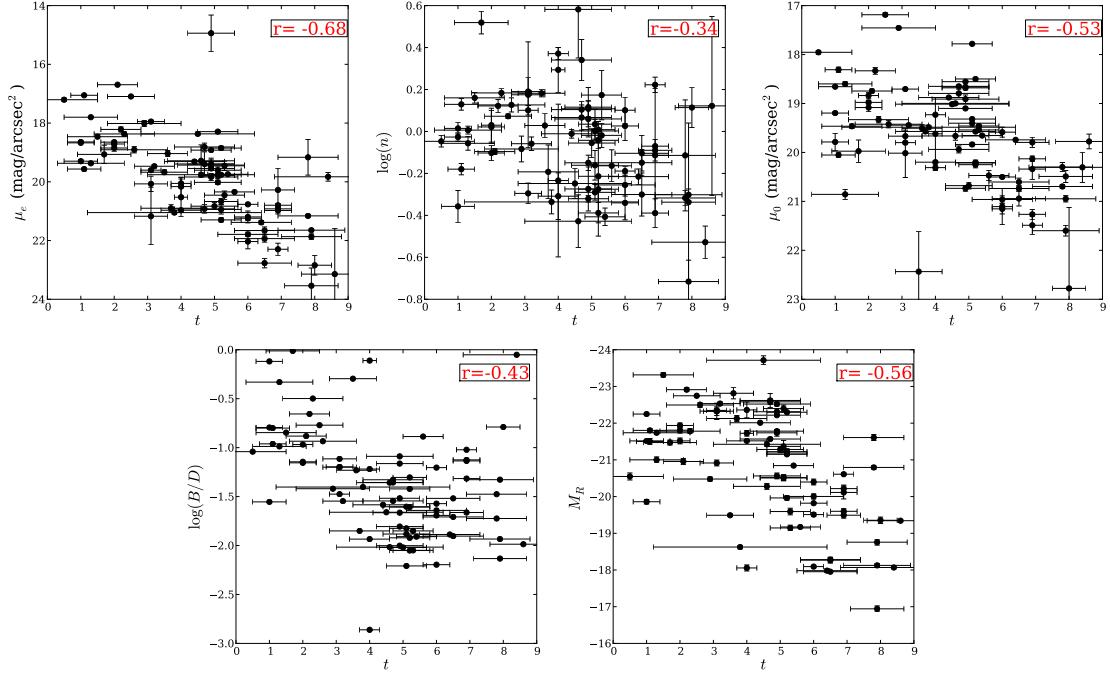


Figura 4.13: Correlações encontradas para parâmetros fotométricos e o tipo morfológico.

Já a velocidade máxima da curva de rotação se correlaciona de maneira fraca com os parâmetros do bojo e do disco, como esperado. Novamente, as correlações são mais importantes para o brilho efetivo do bojo do que para qualquer outra característica.

4.5 A relação Tully-Fisher

A relação Tully-Fisher ([Tully e Fisher, 1977](#)) (TF) é uma lei empírica que relaciona a luminosidade de galáxias espirais com a velocidade máxima da curva de rotação através de uma lei de potência,

$$L \propto V_{max}^\alpha. \quad (4.3)$$

A aplicação desta relação na medição de distâncias causou um grande impacto na astronomia extragaláctica e na cosmologia desde sua descoberta, uma vez que aumentou consideravelmente o número de medições de distâncias de galáxias independente do redshift. Isto possibilitou, por exemplo, estimativas do parâmetro de Hubble H_0 muito

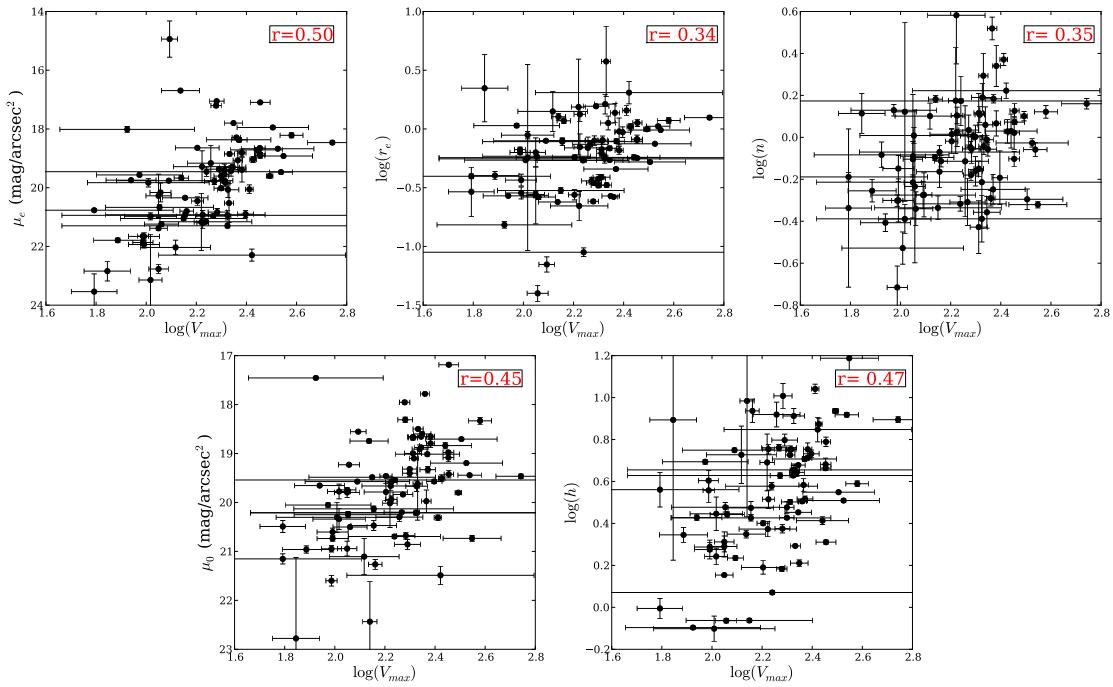


Figura 4.14: Correlações encontradas para parâmetros fotométricos e a velocidade máxima da curva de rotação.

além do universo local (como pode ser visto até recentemente, por exemplo, no trabalho de [Masters et al., 2006](#)). Além disso, a relação TF e sua dispersão formam um importante vínculo na teoria de formação de galáxias com disco ([Gnedin et al., 2007](#); [van den Bosch e Dalcanton, 2000](#)).

Por convenção, a equação (4.3) é normalmente escrita na forma ([Strauss e Willick, 1995](#))

$$M(\eta) = A - b\eta, \quad (4.4)$$

onde A é o ponto zero da relação, b é a inclinação e η é a parametrização da velocidade (em km/s) dada por

$$\eta = \log_{10}(2V_{max}) - 2,5. \quad (4.5)$$

Das equações (4.3) e (4.4), obtém-se diretamente que $b = -2,5\alpha$.

Considerando que a magnitude e, portanto, a luminosidade são traçadores da massa, é possível entender a razão da existência da relação TF, uma vez que a massa e a luminosidade são relacionadas com a velocidade através do teorema do Virial. Por muito

tempo, acreditou-se que o valor da inclinação pudesse ser prevista a partir de modelos teóricos, e esforços foram feitos na tentativa de se demonstrar um valor “canônico” para esta grandeza, baseados em considerações sobre a dinâmica das galáxias e na variação (ou não) da relação entre luz e massa. Contudo, até o momento, não há uma interpretação física completa da relação TF ([Courteau et al., 2007](#)). Além disso, pelo lado observational, ficou claro que os resultados para a relação TF dependem muito dos vieses observationalis, como a distribuição dos erros e os efeitos de seleção da amostra ([Blanton e Moustakas, 2009](#); [Strauss e Willick, 1995](#)).

Em geral, é percebido que o valor da inclinação varia com o comprimento de onda, se tornando mais íngreme para comprimentos de onda maiores. Por exemplo, [Mathewson et al. \(1992\)](#) encontraram os valores para b iguais a -5,3, -6,3 e -6,8 para as bandas B, R, e I, respectivamente, utilizando o aglomerado de Fornax. Já [Pierce e Tully \(1992\)](#) encontraram os valores -7,48, -8,23, -8,72 e -9,50 para as bandas B, R, I e H utilizando galáxias espirais e irregulares dos grupos Local, Escultor e M81.

A dispersão da relação TF, definida pelo valor quadrático médio (RMS) dos resíduos e denotada por σ (em unidades de magnitude), também é uma importante característica a ser considerada. A razão desta dispersão provém de três fontes: a dispersão intrínseca (ou cósmica), erros de medidas fotométricas e da velocidade máxima e erros associados à medida de distância ([Strauss e Willick, 1995](#)). Embora o resíduo intrínseco seja de interesse na formulação de modelos para formação galáctica, ele é difícil de ser medido devido às incertezas das duas outras fontes, principalmente devido aos erros de medição de distância.

A dependência da razão massa-luminosidade das estrelas com a cor ([Bell e de Jong, 2001](#)) faz com que os resíduos da relação TF possam ser relacionados com a cor para bandas mais azuis. Por outro lado, no caso de bandas mais vermelhas, estes resíduos não parecem estar ligados à nenhuma outra propriedade, de modo que parecem estar relacionados apenas com a variação da razão entre a massa estelar e matéria escura ([Blanton e Moustakas, 2009](#)).

Em geral, estudos da relação TF são feitos através da compilação de dados fotométricos e cinemáticos variados. Isto gera uma fonte de incertezas nos dois parâmetros medidos. Pelo lado fotométrico, existe uma variação de métodos utilizados para a medição das magnitudes totais, e algumas vezes correções são necessárias para estabelecer uma magnitude como padrão. Já pelo lado cinemático, estas diferentes fontes de dados podem ser pro-

venientes de diferentes métodos observacionais, isto é, através da curva de rotação e/ou perfil da linha HI. Portanto, neste quesito, a medição TF através dos resultados GHASP representa uma vantagem por sua homogeneidade, e já vêm sendo feitas por integrantes do projeto (por exemplo, [Torres-Flores et al. 2011](#) para TF nas bandas do infra-vermelho).

Para a determinação da relação TF apresentada neste trabalho, foram utilizadas todas as galáxias da amostra fotométrica com medidas de magnitude total mais os resultados para as velocidades máximas das 203 galáxias do projeto GHASP como em [Epinat et al. \(2008\)](#). Para melhorar a qualidade dos dados, foram utilizadas apenas as galáxias cuja velocidade máxima foi obtida seguramente. Também foram removidas galáxias cuja estimativa de distância foi feita através de relações TF para velocidades sistêmicas menores do que 3000 km/s para evitar efeitos sistemáticos devido a movimentos peculiares. Com isto, 45 galáxias restaram para o cálculo da relação TF.

Além da correção para a extinção Galáctica através dos resultados de [Schlegel et al. \(1998\)](#), também foi feita uma correção para a extinção interna das galáxias em função da inclinação, de modo a diminuir a dispersão da relação. Alguns métodos são encontrados na literatura para a banda R_c , como por exemplo em [Bell e de Jong \(2001\)](#) e [Tully e Fouque \(1985\)](#), mas optamos pela utilização da relação empírica de [Tully e Pierce \(2000\)](#). Neste caso, a magnitude é somada à correção $A_i^R = \gamma_R \log_{10}(b/a)$, onde b/a é a razão entre os semi-eixo menor e maior, e o termo γ_R é dado por

$$\gamma_R = 1,15 + 1,88(\log_{10} 2V_{max} - 2,5). \quad (4.6)$$

A vantagem clara deste método é a utilização dos dados cinemáticos do GHASP, que fazem a medição das velocidades máximas e inclinações de maneira homogênea e sem a necessidade de modelos para a fotometria. Para obter a razão axial b/a a partir das inclinações, foi utilizada a equação ([Tully, 1988](#))

$$\cos i = \frac{(b/a)^2 - q_0^2}{1^2 - q_0^2}, \quad (4.7)$$

onde q_0 é a razão do achatamento intrínseco das galáxias espirais edge-on. Assim como [Courteau et al. \(2007\)](#), utilizamos o valor $q_0 = 0,2$. Os resultados para a relação TF na banda R_c pode ser vistos na figura 4.15.

Considerando apenas as incertezas no eixo horizontal, a relação TF foi calculada com

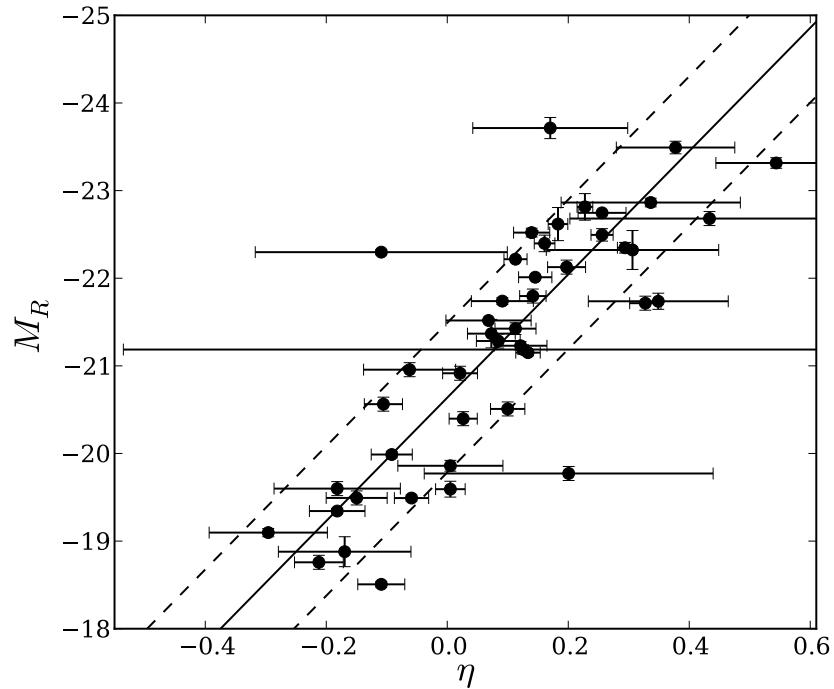


Figura 4.15: Relação Tully-Fisher na banda R_c utilizando resultados cinemáticos GHASP. A linha tracejada representa o melhor ajuste e as linhas tracejadas representam o ajuste com $\pm 1\sigma$.

ponto zero $A = -20,64 \pm 0,14$, inclinação $b = -7,03 \pm 0,69$ e dispersão rms vertical $\sigma = 0,85$, implicando que $M \propto V_{max}^{2,81 \pm 0,02}$. Estes resultados estão de acordo com os resultados de [Tully e Pierce \(2000\)](#), que calcularam $A = -21,12$ e $b = -7,65$ para uma amostra de 24 galáxias cuja distância é medida precisamente através de Cefeidas. A inclinação também é compatível com a inclinação $b = -6,3$ de [Mathewson et al. \(1992\)](#), calculada a partir de 15 galáxias dos grupos Local, Escultor e M81, mas um pouco diferente do resultado de [Pierce e Tully \(1992\)](#), que obtiveram $b = -8,23$ pela compilação dos dados fotoelétricos do catálogo RC3 e de [Lauberts e Valentijn \(1989\)](#).

Capítulo 5

Conclusão e perspectivas futuras

Neste trabalho de dissertação, conduzimos o estudo fotométrico de 173 galáxias espirais próximas, através de imagens obtidas pelo projeto GHASP e pelo SDSS. Através do ajuste de elipses sobre as galáxias, foram obtidos perfis de brilho calibrados e magnitudes totais aparentes e absolutas na banda R_c .

Para 117 destas galáxias, a decomposição bojo-disco foi obtida com sucesso, utilizando-se um modelo exponencial para o disco e um perfil de Sérsic para o bojo. A partir de uma amostra de 81 destas galáxias cujos dados cinemáticos são disponíveis, estudamos algumas correlações entre parâmetros estruturais, morfológicos e cinemáticos. Os resultados apontam uma grande ocorrência de pseudo-bojos ($\sim 94\%$) entre as galáxias da amostra. As correlações estudadas apontam para um cenário de evolução secular das galáxias, onde os discos são formados primeiro e o pseudo-bojo é formado através de interações posteriores. Além disso, a relação Tully-Fisher foi calibrada, com um ponto zero $A = -20,64 \pm 0,14$ e uma inclinação $b = -7,03 \pm 0,69$, de acordo com medidas anteriores na literatura.

Para o futuro próximo, planejamos escrever um artigo contendo os resultados mais importantes aqui descritos. Os resultados deste trabalho poderão servir também como base para um estudo fotométrico e cinemático das galáxias espirais, em especial para a obtenção da distribuição de matéria escura em uma amostra maior e mais homogênea do que a feita em [Spano et al. \(2008\)](#), de maneira a se verificar se relações de escala entre a massa escura e bariônica da massa são confirmadas.

Além disso, existe a possibilidade de um estudo via PCA (Principal Component Analysis) de todos os parâmetros medidos, que permitirá uma análise mais detalhada das correlações aqui observadas.

Durante todo o projeto, diversas rotinas de automação de tarefas de redução e análise dos dados foram desenvolvidas. Estas rotinas poderão ser utilizadas, com os devidos melhoramentos, no projeto Javalambre Physics of the Accelerating Universe Astrophysical Survey (J-PAS), ao qual o aluno integrará durante o doutorado. Este projeto, desenvolvido em uma colaboração entre Brasil e Espanha, mapeará o céu do hemisfério Norte com um conjunto de 54 filtros de banda estreita e 2 filtros de banda larga, gerando essencialmente espectros ópticos (3500 Å à 10000Å) de baixa resolução de milhões de galáxias até magnitudes $i_{AB} = 22,5$.

No curso deste projeto, modificamos o foco original de nosso trabalho, que era a resposta da pergunta se a luz traça a massa das galáxias. Esta questão continua em aberto e, por isso, é uma grande oportunidade para a compreensão da matéria escura e suas propriedades. Esperamos que este trabalho ainda possa ser aplicado para este fim, já que o potencial do estudo conjunto de fotometria e cinemática das galáxias GHASP ainda não foi completamente explorado.

Referências Bibliográficas

- Abazajian K. N., Adelman-McCarthy J. K., Agüeros M. A., Allam S. S., Allende Prieto C., An D., Anderson K. S. J., Anderson S. F., Annis J., Bahcall N. A., et al. The Seventh Data Release of the Sloan Digital Sky Survey, *ApJS*, 2009, vol. 182, p. 543
- Allen P. D., Driver S. P., Graham A. W., Cameron E., Liske J., de Propris R., The Millennium Galaxy Catalogue: bulge-disc decomposition of 10095 nearby galaxies, *MNRAS*, 2006, vol. 371, p. 2
- Amram P., Garrido O., GHASP: A 3D Survey of Spiral and Irregular Galaxies at H α . Comparison Between Low and High Resolution Rotation Curves of Late-Type Dwarf Galaxies (Invited Talk). In *Galaxies: the Third Dimension*, vol. 282 of Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 2002, p. 103
- Amram P., Garrido O., GHASP: A 3D survey of spiral and irregular galaxies at H α . Comparison between low and high resolution rotation curvesof late-type dwarf galaxies, *ASP Conference Series*, 2002, vol. 282, p. 103
- Andredakis Y. C., Sanders R. H., Exponential bulges in late-type spirals: an improved description of the light distribution, *MNRAS*, 1994, vol. 267, p. 283
- Baggett W. E., Baggett S. M., Anderson K. S. J., Bulge-Disk Decomposition of 659 Spiral and Lenticular Galaxy Brightness Profiles, *AJ*, 1998, vol. 116, p. 1626
- Balcells M., Graham A. W., Domínguez-Palmero L., Peletier R. F., Galactic Bulges from Hubble Space Telescope Near-Infrared Camera Multi-Object Spectrometer Observations: The Lack of r $^{1/4}$ Bulges, *ApJ*, 2003, vol. 582, p. L79

- Balcells M., Graham A. W., Peletier R. F., Galactic Bulges from Hubble Space Telescope NICMOS Observations: Global Scaling Relations, *ApJ*, 2007, vol. 665, p. 1104
- Barton I. J., Thompson L. A., Deep Surface Photometry of Spiral Galaxy NGC 5383: Observational Techniques and Halo Constraints, *AJ*, 1997, vol. 114, p. 655
- Bell E. F., de Jong R. S., Stellar Mass-to-Light Ratios and the Tully-Fisher Relation, *ApJ*, 2001, vol. 550, p. 212
- Bernardi M., Hyde J. B., Sheth R. K., Miller C. J., Nichol R. C., The Luminosities, Sizes, and Velocity Dispersions of Brightest Cluster Galaxies: Implications for Formation History, *AJ*, 2007, vol. 133, p. 1741
- Bertin E., Arnouts S., SExtractor: Software for source extraction., *A&AS*, 1996, vol. 117, p. 393
- Binney J., Merrifield M., *Galactic Astronomy*, 1998
- Blanton M. R., Moustakas J., Physical Properties and Environments of Nearby Galaxies, *ARA&A*, 2009, vol. 47, p. 159
- Cairós L. M., Caon N., Vílchez J. M., González-Pérez J. N., Muñoz-Tuñón C., Multi-band Analysis of a Sample of Blue Compact Dwarf Galaxies. II. Spatially Resolved and Integrated Photometry, *ApJS*, 2001, vol. 136, p. 393
- Chevalier C., Ilovaisky S. A., Cousins BVRI CCD photometry of stars in the M67 “dipper asterism”, *A&ASS*, 1991, vol. 90, p. 225
- Ciotti L., Bertin G., Analytical properties of the $R^{1/m}$ law, *A&A*, 1999, vol. 352, p. 447
- Courteau S., Deep r-Band Photometry for Northern Spiral Galaxies, *ApJS*, 1996, vol. 103, p. 363
- Courteau S., de Jong R. S., Broeils A. H., Evidence for Secular Evolution in Late-Type Spirals, *ApJ*, 1996, vol. 457, p. L73+
- Courteau S., Dutton A. A., van den Bosch F. C., MacArthur L. A., Dekel A., McIntosh D. H., Dale D. A., Scaling Relations of Spiral Galaxies, *ApJ*, 2007, vol. 671, p. 203

- Cousins A. W. J., VRI standards in the E regions, MmRAS, 1976, vol. 81, p. 25
- Dalcanton J. J., Spergel D. N., Summers F. J., The Formation of Disk Galaxies, ApJ, 1997, vol. 482, p. 659
- de Jong R. S., Near-infrared and optical broadband surface photometry of 86 face-on disk dominated galaxies. II. A two-dimensional method to determine bulge and disk parameters., A&AS, 1996a, vol. 118, p. 557
- de Jong R. S., Near-infrared and optical broadband surface photometry of 86 face-on disk dominated galaxies. III. The statistics of the disk and bulge parameters., A&A, 1996b, vol. 313, p. 45
- de Jong R. S., van der Kruit P. C., Near-infrared and optical broadband surface photometry of 86 face-on disk dominated galaxies. I. Selection, observations and data reduction., A&AS, 1994, vol. 106, p. 451
- de Souza R. E., Gadotti D. A., dos Anjos S., BUDDA: A New Two-dimensional Bulge/Disk Decomposition Code for Detailed Structural Analysis of Galaxies, ApJS, 2004, vol. 153, p. 411
- de Vaucouleurs G., Recherches sur les nébuleuses extragalactiques. I - Sur la technique de l'analyse microphotométrique des nébuleuses brillantes, AnAp, 1948, vol. 11, p. 247
- de Vaucouleurs G., Quantitative classification of the Galaxy from new data on the photometric properties of its spheroidal and disk components. In The Large-Scale Characteristics of the Galaxy , vol. 84 of IAU Symposium, 1979, p. 203
- Disney M. J., Romano J. D., Garcia-Appadoo D. A., West A. A., Dalcanton J. J., Cortese L., Galaxies appear simpler than expected, Nature, 2008, vol. 455, p. 1082
- Dutton A. A., On the origin of exponential galaxy discs, MNRAS, 2009, vol. 396, p. 121
- Epinat B., Amram P., Marcellin M., GHASP: an H α kinematic survey of 203 spiral and irregular galaxies - VII. Revisiting the analysis of H α data cubes for 97 galaxies, MNRAS, 2008, vol. 390, p. 466

- Epinat B., Amram P., Marcelin M., Balkowski C., Daigle O., Hernandez O., Chemin L., Carignan C., Gach J.-L., Balard P., GHASP: an H α kinematic survey of spiral and irregular galaxies - VI. New H α data cubes for 108 galaxies, MNRAS, 2008, vol. 388, p. 500
- Fall S. M., Efstathiou G., Formation and rotation of disc galaxies with haloes, MNRAS, 1980, vol. 193, p. 189
- Fisher D. B., Drory N., The Structure of Classical Bulges and Pseudobulges: the Link Between Pseudobulges and SÉRSIC Index, AJ, 2008, vol. 136, p. 773
- Fisher D. B., Drory N., Bulges of Nearby Galaxies with Spitzer: Scaling Relations in Pseudobulges and Classical Bulges, ApJ, 2010, vol. 716, p. 942
- Freeman K. C., On the Disks of Spiral and so Galaxies, ApJ, 1970, vol. 160, p. 811
- Fukugita M., Ichikawa T., Gunn J. E., Doi M., Shimasaku K., Schneider D. P., The Sloan Digital Sky Survey Photometric System, AJ, 1996, vol. 111, p. 1748
- Gadotti D. A., Image decomposition of barred galaxies and AGN hosts, MNRAS, 2008, vol. 384, p. 420
- Gadotti D. A., Secular evolution and structural properties of stellar bars in galaxies, MNRAS, 2011, vol. 415, p. 3308
- Ganda K., Peletier R. F., Balcells M., Falcón-Barroso J., The nature of late-type spiral galaxies: structural parameters, optical and near-infrared colour profiles and dust extinction, MNRAS, 2009, vol. 395, p. 1669
- Garrido O., Marcelin M., Amram P., Balkowski C., Gach J. L., Boulesteix J., GHASP: an H α kinematic survey of spiral and irregular galaxies - IV. 44 new velocity fields. Extension, shape and asymmetry of H α rotation curves, MNRAS, 2005, vol. 362, p. 127
- Gellert W., Gottwald M., Kästner H., Küstner H., The VNR Concise Encyclopedia of Mathematics, 1989
- Giovanelli R., Haynes M. P., Salzer J. J., Wegner G., da Costa L. N., Freudling W., Extinction in SC galaxies, AJ, 1994, vol. 107, p. 2036

- Gnedin O. Y., Weinberg D. H., Pizagno J., Prada F., Rix H.-W., Dark Matter Halos of Disk Galaxies: Constraints from the Tully-Fisher Relation, *ApJ*, 2007, vol. 671, p. 1115
- Graham A. W., An Investigation into the Prominence of Spiral Galaxy Bulges, *AJ*, 2001, vol. 121, p. 820
- Graham A. W., A review of elliptical and disc galaxy structure, and modern scaling laws, [arXiv:1108.0997](https://arxiv.org/abs/1108.0997), 2011
- Heraudeau P., Simien F., Optical and I-band surface photometry of spiral galaxies. I. The data., *A&AS*, 1996, vol. 118, p. 111
- Hook R. N., Fruchter A. S., Dithering, Sampling and Image Reconstruction. In *Astronomical Data Analysis Software and Systems IX*, vol. 216 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 2000, p. 521
- Hubble E. P., *Realm of the Nebulae*, 1936
- Jansen R. A., Franx M., Fabricant D., Caldwell N., Surface Photometry of Nearby Field Galaxies: The Data, *ApJS*, 2000, vol. 126, p. 271
- Jedrzejewski R. I., CCD surface photometry of elliptical galaxies. I - Observations, reduction and results, *MNRAS*, 1987, vol. 226, p. 747
- Jester S., Schneider D. P., Richards G. T., Green R. F., Schmidt M., Hall P. B., Strauss M. A., Vanden Berk D. E., Stoughton C., Gunn J. E., Brinkmann J., Kent S. M., Smith J. A., Tucker D. L., Yanny B., The Sloan Digital Sky Survey View of the Palomar-Green Bright Quasar Survey, *AJ*, 2005, vol. 130, p. 873
- Kassin S. A., de Jong R. S., Pogge R. W., Dark and Baryonic Matter in Bright Spiral Galaxies. I. Near-Infrared and Optical Broadband Surface Photometry of 30 Galaxies, *ApJS*, 2006, vol. 162, p. 80
- Kauffmann G., The age of elliptical galaxies and bulges in a merger model, *MNRAS*, 1996, vol. 281, p. 487
- Kenney J. F., Keeping E. S., *Mathematics of Statistics*. Princeton, 1951

- Kent S. M., CCD surface photometry of field Galaxies. II - Bulge/disk decompositions, ApJS, 1985, vol. 59, p. 115
- Koopmann R. A., Kenney J. D. P., Young J., An Atlas of H α and R Images and Radial Profiles of 63 Bright Virgo Cluster Spiral Galaxies, ApJS, 2001, vol. 135, p. 125
- Kormendy J., Brightness distributions in compact and normal galaxies. III - Decomposition of observed profiles into spheroid and disk components, ApJ, 1977, vol. 217, p. 406
- Kormendy J., Freeman K. C., Scaling Laws for Dark Matter Halos in Late-Type and Dwarf Spheroidal Galaxies. In Dark Matter in Galaxies , vol. 220 of IAU Symposium, 2004, p. 377
- Kormendy J., Kennicutt Jr. R. C., Secular Evolution and the Formation of Pseudobulges in Disk Galaxies, ARA&A, 2004, vol. 42, p. 603
- Kregel M., van der Kruit P. C., de Grijs R., Flattening and truncation of stellar discs in edge-on spiral galaxies, MNRAS, 2002, vol. 334, p. 646
- Lacey C., Cole S., Merger rates in hierarchical models of galaxy formation, MNRAS, 1993, vol. 262, p. 627
- Landolt A. U., UVBVR photometric standard stars in the magnitude range 11.5-16.0 around the celestial equator, AJ, 1992, vol. 104, p. 340
- Larson R. B., Dynamical models for the formation and evolution of spherical galaxies, MNRAS, 1974, vol. 166, p. 585
- Lauberts A., Valentijn E. A., The data of the surface photometry catalogue of the ESO-Uppsala galaxies are now available., The Messenger, 1989, vol. 56, p. 31
- Lauer T. R., Faber S. M., Richstone D., Gebhardt K., Tremaine S., Postman M., Dressler A., Aller M. C., Filippenko A. V., Green R., Ho L. C., Kormendy J., Magorrian J., Pinkney J., The Masses of Nuclear Black Holes in Luminous Elliptical Galaxies and Implications for the Space Density of the Most Massive Black Holes, ApJ, 2007, vol. 662, p. 808

- Lisker T., Grebel E. K., Binggeli B., Glatt K., Virgo Cluster Early-Type Dwarf Galaxies with the Sloan Digital Sky Survey. III. Subpopulations: Distributions, Shapes, Origins, ApJ, 2007, vol. 660, p. 1186
- MacArthur L. A., Courteau S., Holtzman J. A., Structure of Disk-dominated Galaxies. I. Bulge/Disk Parameters, Simulations, and Secular Evolution, ApJ, 2003, vol. 582, p. 689
- Masters K. L., Springob C. M., Haynes M. P., Giovanelli R., SFI++ I: A New I-Band Tully-Fisher Template, the Cluster Peculiar Velocity Dispersion, and H_0 , ApJ, 2006, vol. 653, p. 861
- Mathewson D. S., Ford V. L., Buchhorn M., A southern sky survey of the peculiar velocities of 1355 spiral galaxies, ApJS, 1992, vol. 81, p. 413
- McDonald M., Courteau S., Tully R. B., Bulge-disc decompositions and structural bimodality of Ursa Major cluster spiral galaxies, MNRAS, 2009, vol. 393, p. 628
- McDonald M., Courteau S., Tully R. B., Roediger J., A survey of 286 Virgo cluster galaxies at optical griz and near-IR H band: surface brightness profiles and bulge-disc decompositions, MNRAS, 2011, vol. 414, p. 2055
- Möllenhoff C., Disk-bulge decompositions of spiral galaxies in UBVRI, A&A, 2004, vol. 415, p. 63
- Nair P. B., van den Bergh S., Abraham R. G., The Environmental Dependence of the Luminosity-Size Relation for Galaxies, ApJ, 2010, vol. 715, p. 606
- Newberry M. V., Signal-to-noise considerations for sky-subtracted CCD data, PASP, 1991, vol. 103, p. 122
- Noordermeer E., van der Hulst J. M., The stellar mass distribution in early-type disc galaxies: surface photometry and bulge-disc decompositions, MNRAS, 2007, vol. 376, p. 1480
- Ochsenbein F., Bauer P., Marcout J., The VizieR database of astronomical catalogues, A&AS, 2000, vol. 143, p. 23

- Peebles P. J. E., Nusser A., Nearby galaxies as pointers to a better theory of cosmic evolution, *Nature*, 2010, vol. 465, p. 565
- Peletier R. F., Davies R. L., Illingworth G. D., Davis L. E., Cawson M., CCD surface photometry of galaxies with dynamical data. II - UBR photometry of 39 elliptical galaxies, *AJ*, 1990, vol. 100, p. 1091
- Peng C. Y., Ho L. C., Impey C. D., Rix H.-W., Detailed Structural Decomposition of Galaxy Images, *AJ*, 2002, vol. 124, p. 266
- Pierce M. J., Tully R. B., Luminosity-line width relations and the extragalactic distance scale. I - Absolute calibration, *ApJ*, 1992, vol. 387, p. 47
- Pohlen M., Trujillo I., The structure of galactic disks. Studying late-type spiral galaxies using SDSS, *A&A*, 2006, vol. 454, p. 759
- Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds, *ApJ*, 1998, vol. 500, p. 525
- Sérsic J. L., *Atlas de galaxias australes*, 1968
- Simard L., GIM2D: an IRAF package for the Quantitative Morphology Analysis of Distant Galaxies. In *Astronomical Data Analysis Software and Systems VII*, vol. 145 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 1998, p. 108
- Simard L., Mendel J. T., Patton D. R., Ellison S. L., McConnachie A. W., A Catalog of Bulge+disk Decompositions and Updated Photometry for 1.12 Million Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey, *ApJS*, 2011, vol. 196, p. 11
- Sinnott R. W., Virtues of the Haversine, *S&T*, 1984, vol. 68, p. 158
- Spano M., Marcelin M., Amram P., Carignan C., Epinat B., Hernandez O., GHASP: an $\text{H}\alpha$ kinematic survey of spiral and irregular galaxies - V. Dark matter distribution in 36 nearby spiral galaxies, *MNRAS*, 2008, vol. 383, p. 297
- Stetson P. B., DAOPHOT - A computer program for crowded-field stellar photometry, *PASP*, 1987, vol. 99, p. 191

- Stoughton C., Lupton R. H., et al., Sloan Digital Sky Survey: Early Data Release, AJ, 2002, vol. 123, p. 485
- Strauss M. A., Willick J. A., The density and peculiar velocity fields of nearby galaxies, Phys. Rep., 1995, vol. 261, p. 271
- Swaters R. A., Balcells M., The Westerbork HI survey of spiral and irregular galaxies. II. R-band surface photometry of late-type dwarf galaxies, A&A, 2002, vol. 390, p. 863
- Tody D., IRAF in the Nineties. In Astronomical Data Analysis Software and Systems II , vol. 52 of Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 1993, p. 173
- Torres-Flores S., Epinat B., Amram P., Plana H., Mendes de Oliveira C., GHASP: an H α kinematic survey of spiral and irregular galaxies – IX. The NIR, stellar and baryonic Tully-Fisher relations, arXiv:1106.0505, 2011
- Tully R. B., Nearby galaxies catalog, 1988
- Tully R. B., Fisher J. R., A new method of determining distances to galaxies, A&A, 1977, vol. 54, p. 661
- Tully R. B., Fouque P., The extragalactic distance scale. I - Corrections to fundamental observables, ApJS, 1985, vol. 58, p. 67
- Tully R. B., Pierce M. J., Distances to Galaxies from the Correlation between Luminosities and Line Widths. III. Cluster Template and Global Measurement of H₀, ApJ, 2000, vol. 533, p. 744
- Tully R. B., Verheijen M. A. W., Pierce M. J., Huang J.-S., Wainscoat R. J., The Ursa Major Cluster of Galaxies.I.Cluster Definition and Photometric Data, AJ, 1996, vol. 112, p. 2471
- van den Bosch F. C., Dalcanton J. J., Semianalytical Models for the Formation of Disk Galaxies. II. Dark Matter versus Modified Newtonian Dynamics, ApJ, 2000, vol. 534, p. 146

Weinzirl T., Jogee S., Khochfar S., Burkert A., Kormendy J., Bulge n and B/T in High-Mass Galaxies: Constraints on the Origin of Bulges in Hierarchical Models, ApJ, 2009, vol. 696, p. 411

White S. D. M., Rees M. J., Core condensation in heavy halos - A two-stage theory for galaxy formation and clustering, MNRAS, 1978, vol. 183, p. 341

Zavatti F., Bendinelli O., Parmeggiani G., Palumbo G. G. C., Bignami G. F., Deconvolution of NTT images of E/S0 galaxies., The Messenger, 1990, vol. 61, p. 60

Apêndice

Apêndice A

Perfis de Brilho

Neste apêndice apresentamos os resultados para os perfis de brilho extraídos para todas as galáxias GHASP aqui estudadas, incluindo as propriedades geométricas de cada caso (elipticidade e ângulo de posição). Na figura A.1, são apresentados os perfis para as imagens na banda R_c observadas pelo GHASP. Já na figura A.2 estão os perfis de brilho das imagens do SDSS nas bandas g , r e i . Por último, na figura A.3, são mostrados os perfis na banda R_c obtidos através de imagens do SDSS.

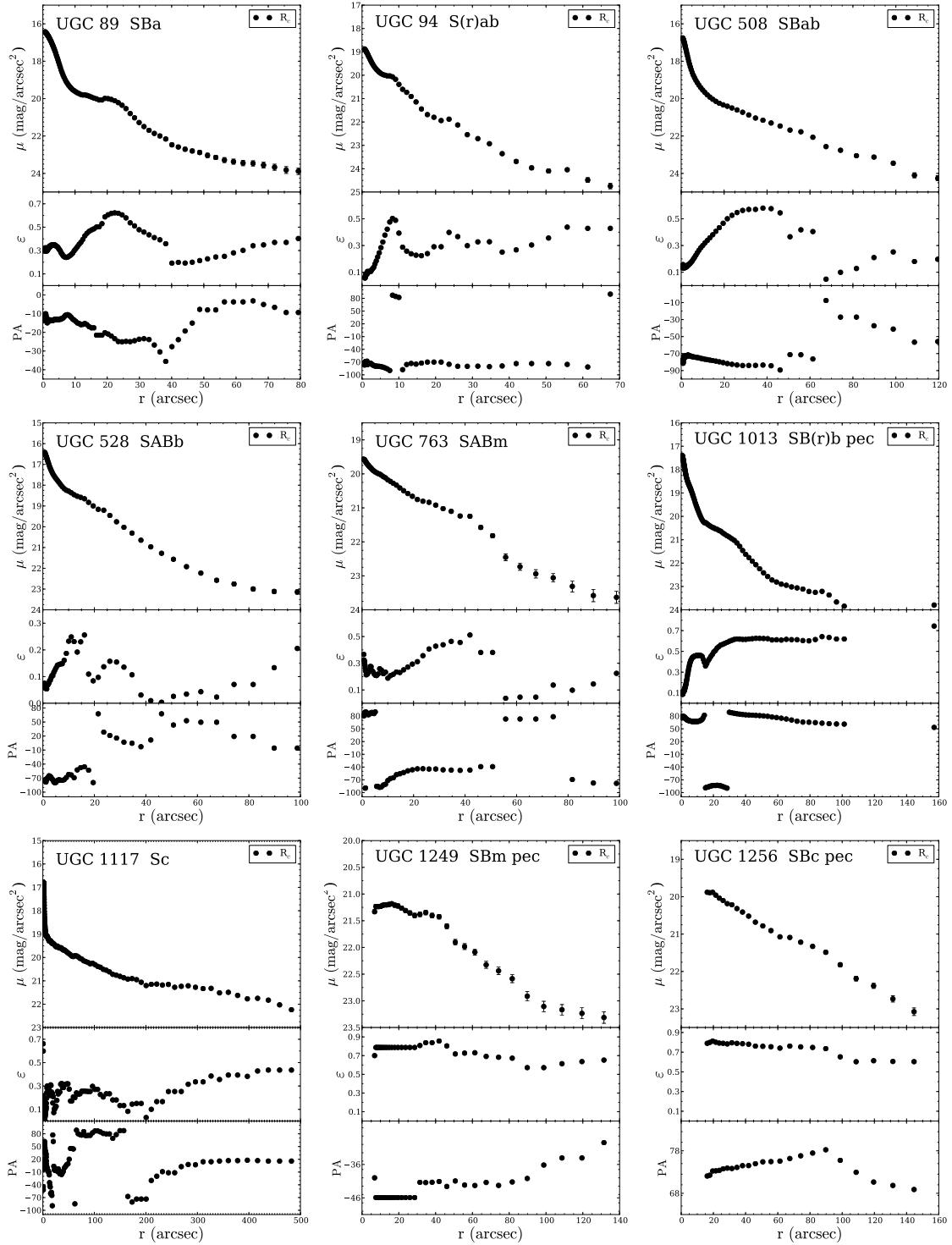


Figura A.1: Perfis de brilho para as galáxias observadas pelo GHASP. Elípticidades (ε) e ângulos de posição (PA) também são apresentados.

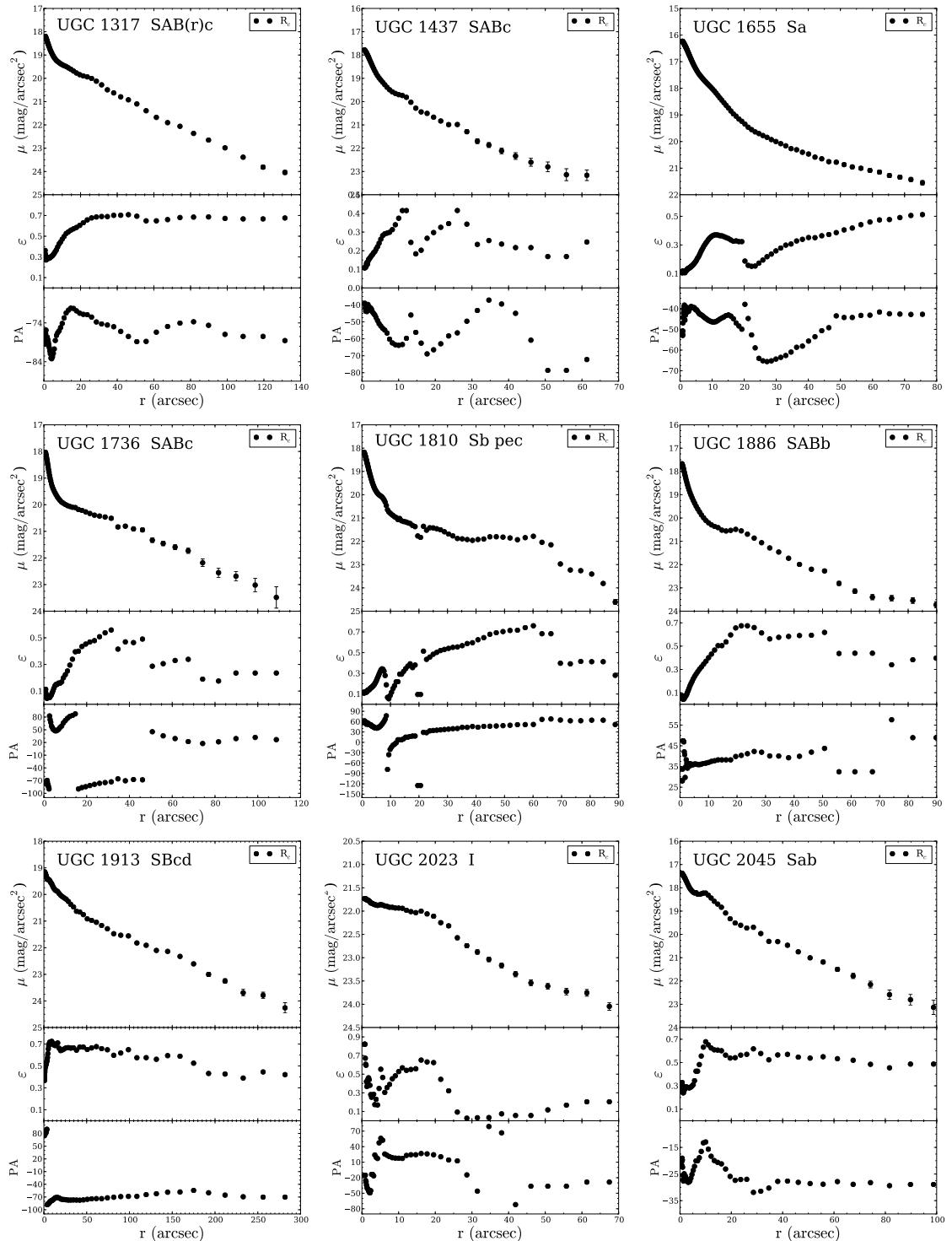


Figura A.1: Continuação

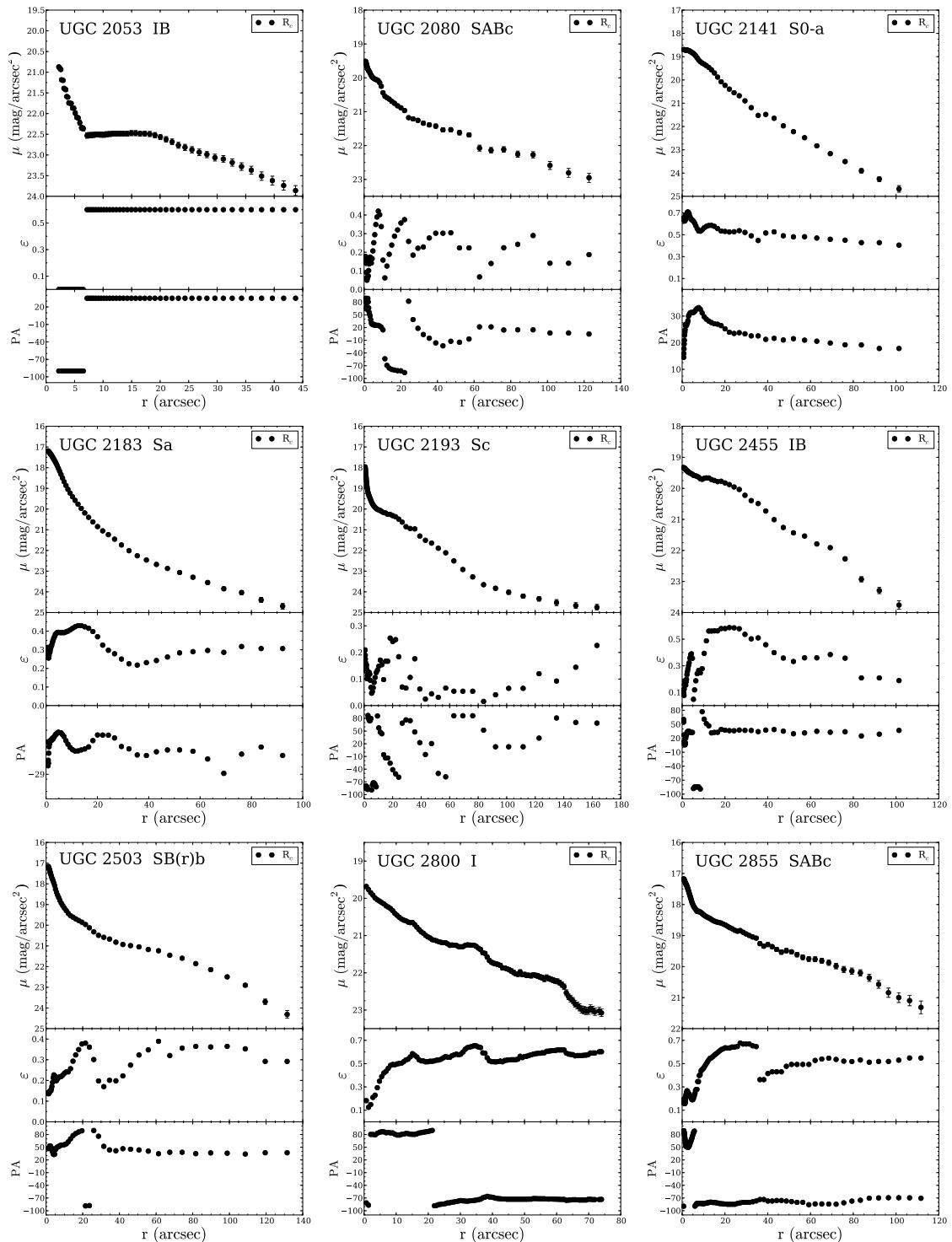


Figura A.1: Continuação

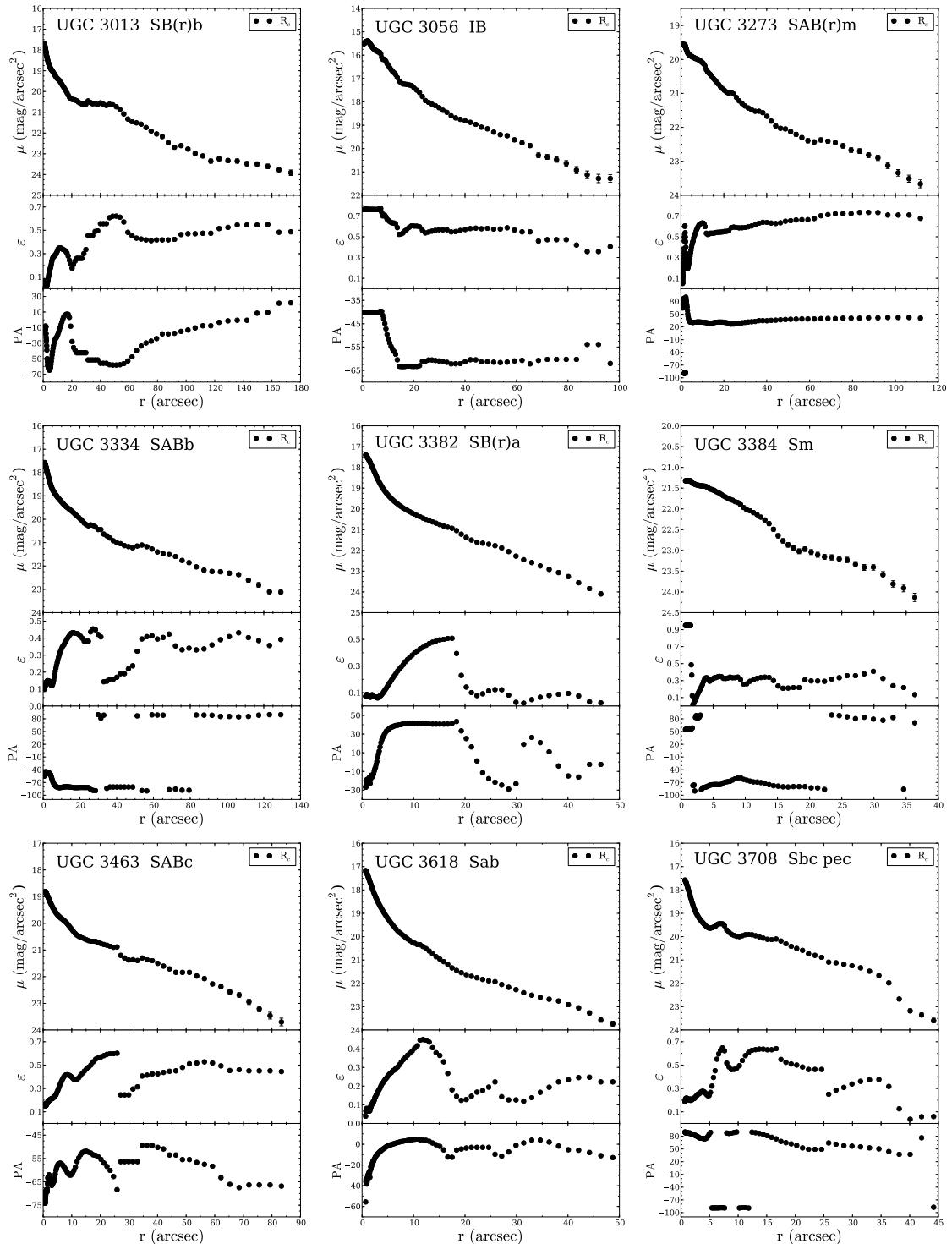


Figura A.1: Continuação

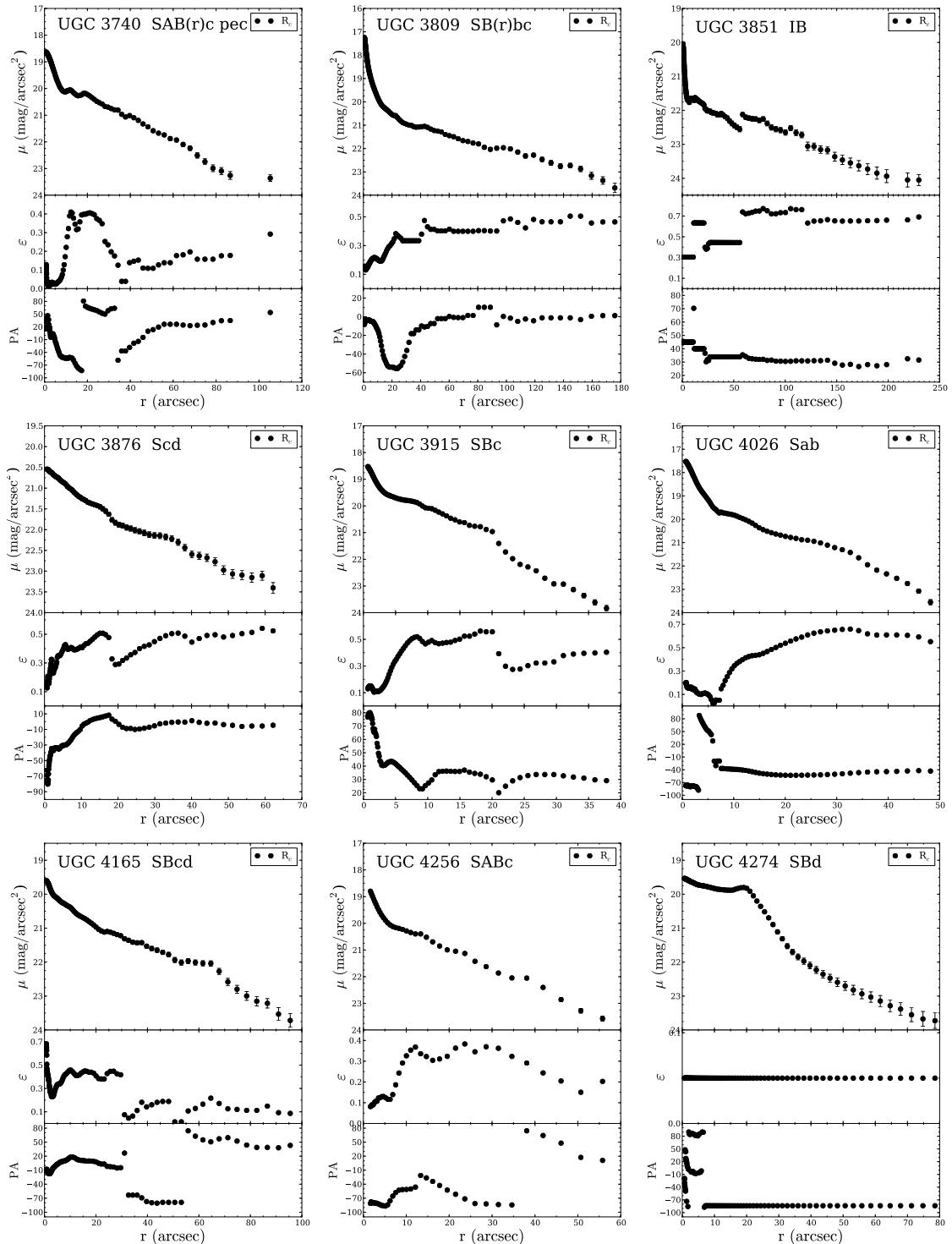


Figura A.1: Continuação

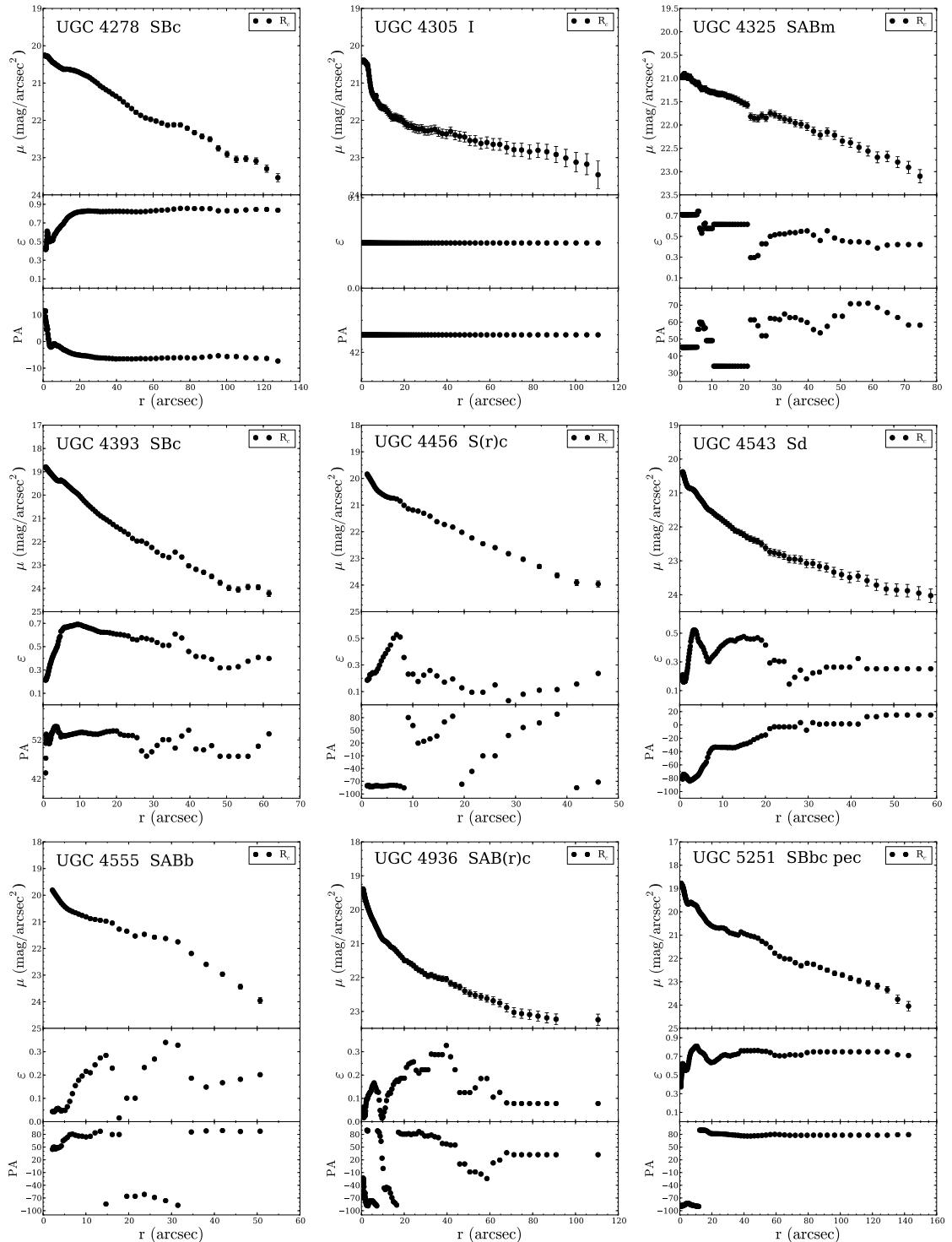


Figura A.1: Continuação

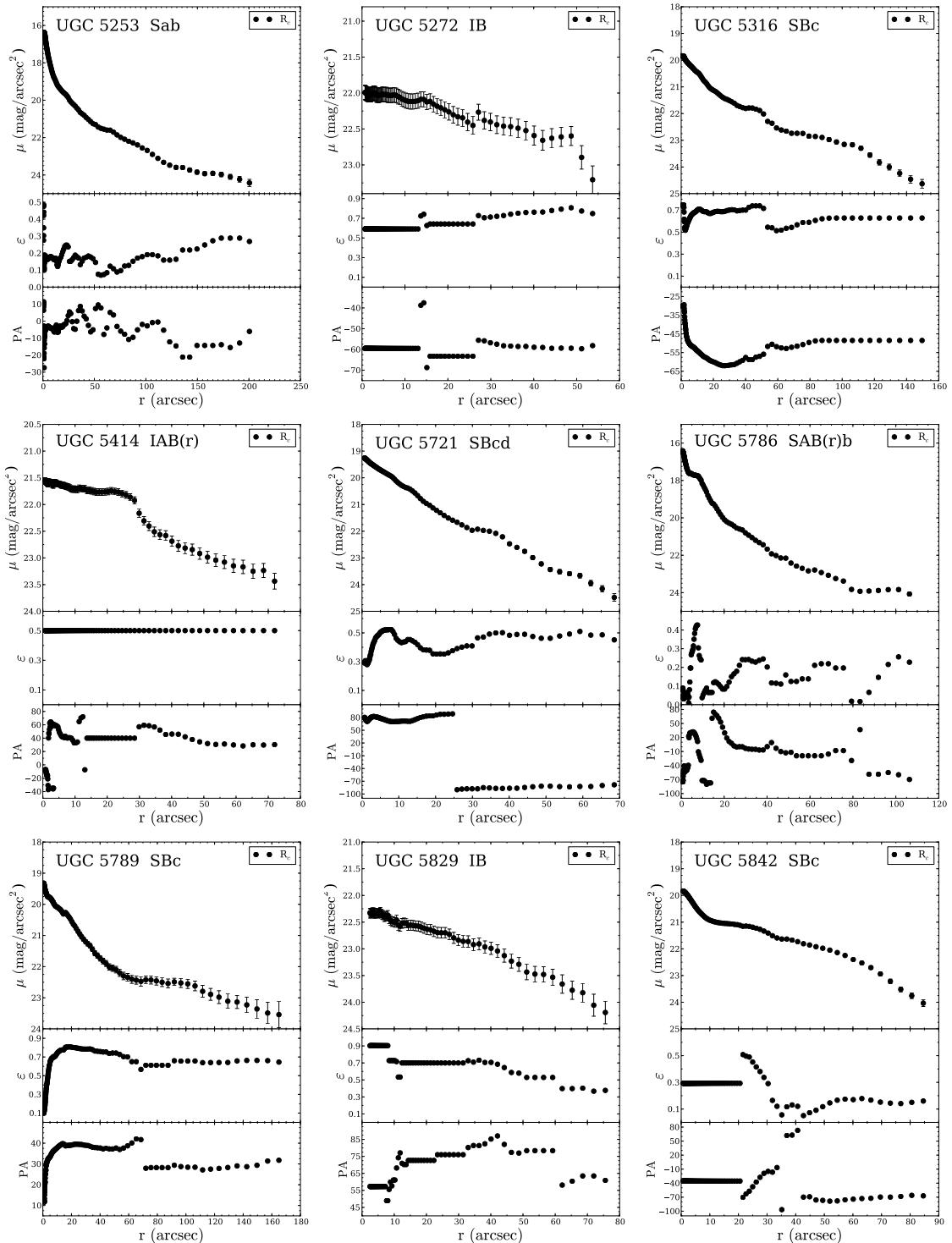


Figura A.1: Continuação

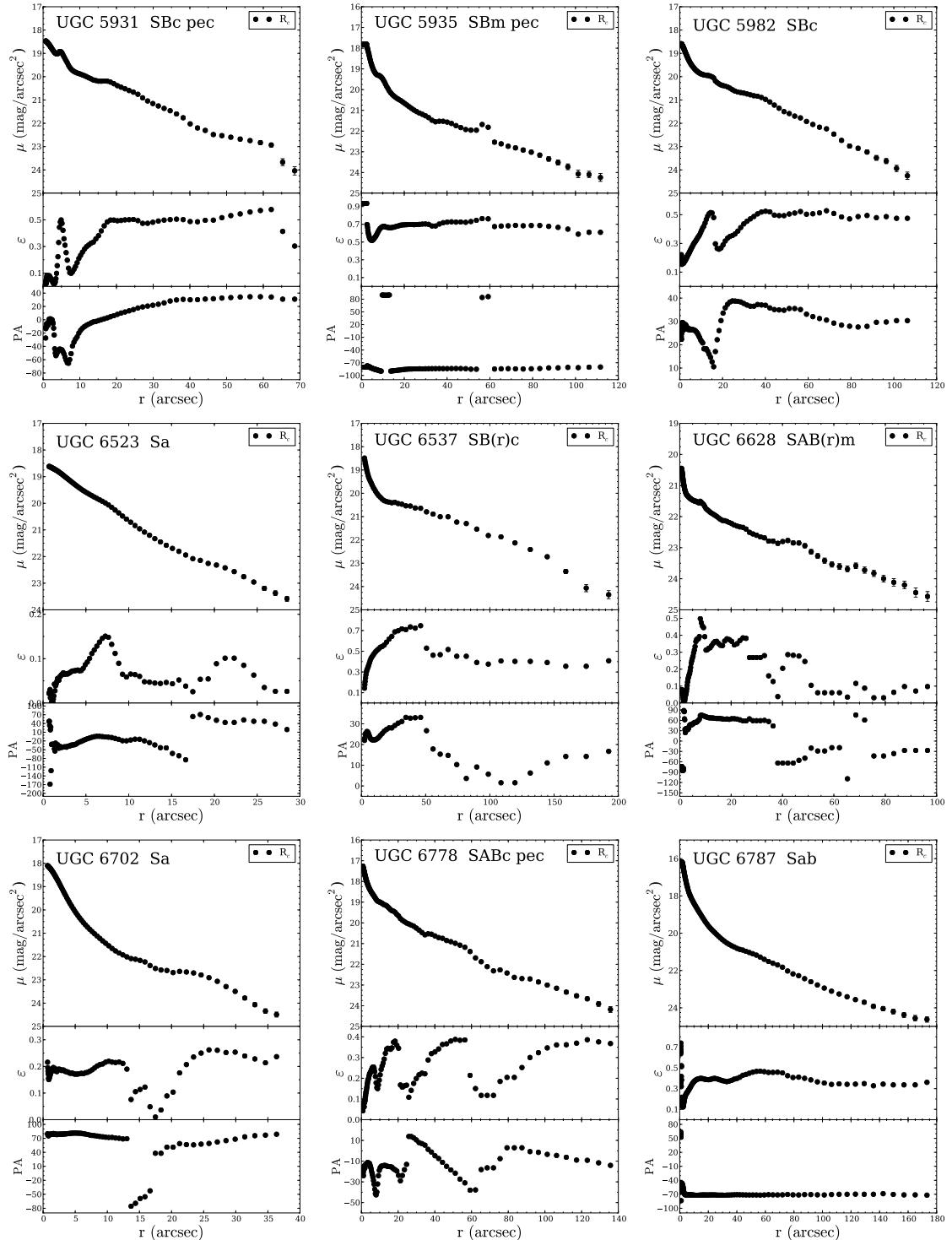


Figura A.1: Continuação

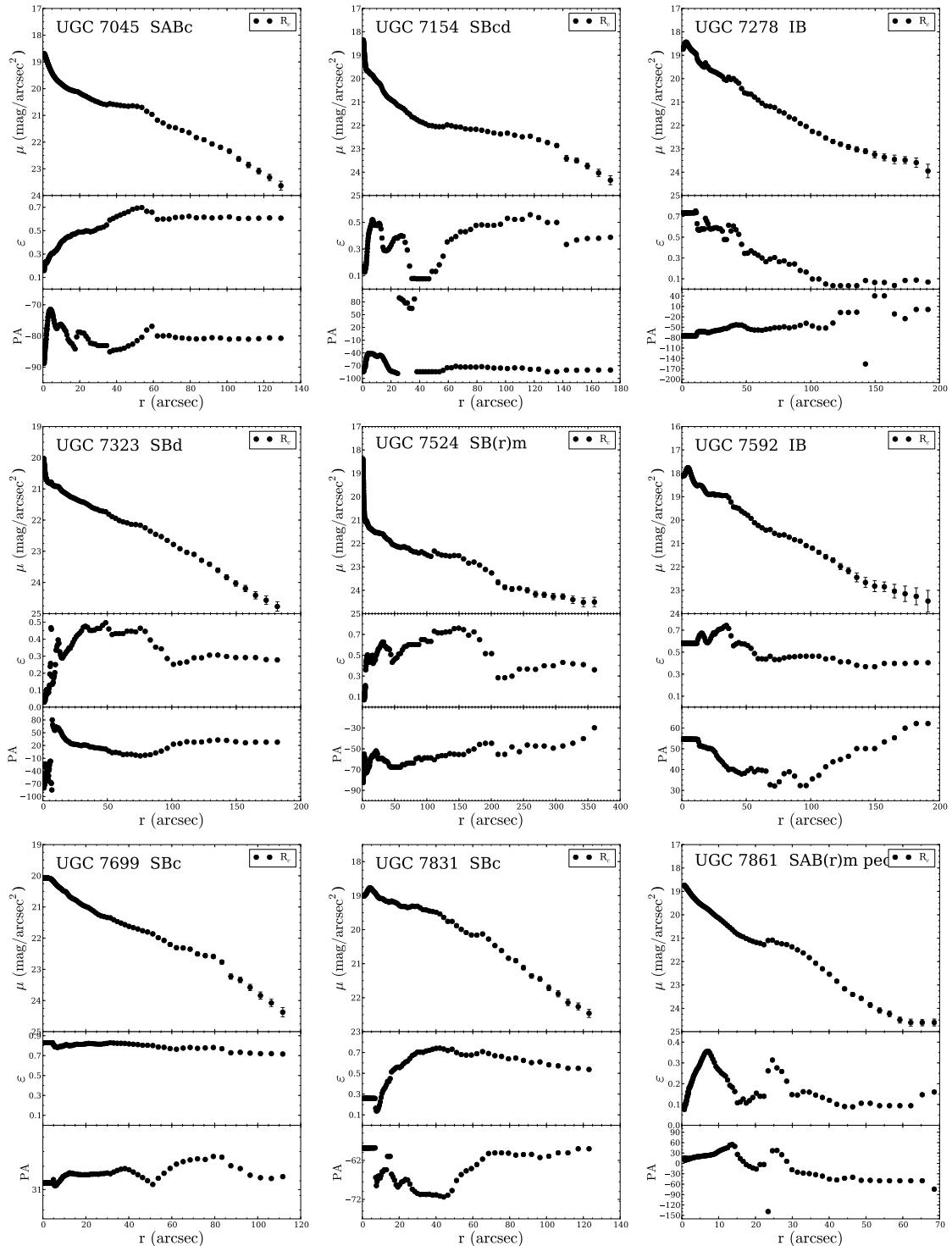


Figura A.1: Continuação

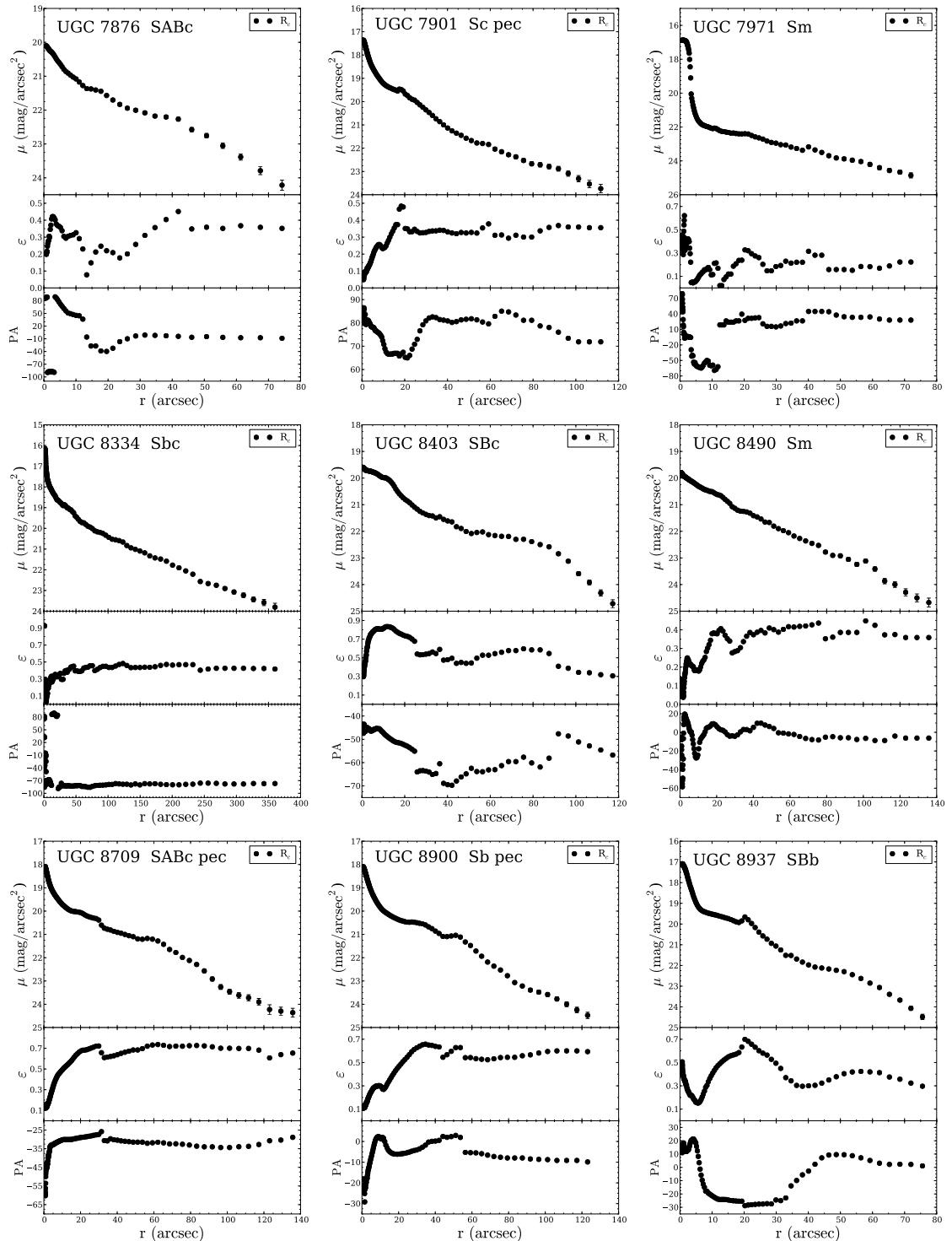


Figura A.1: Continuação

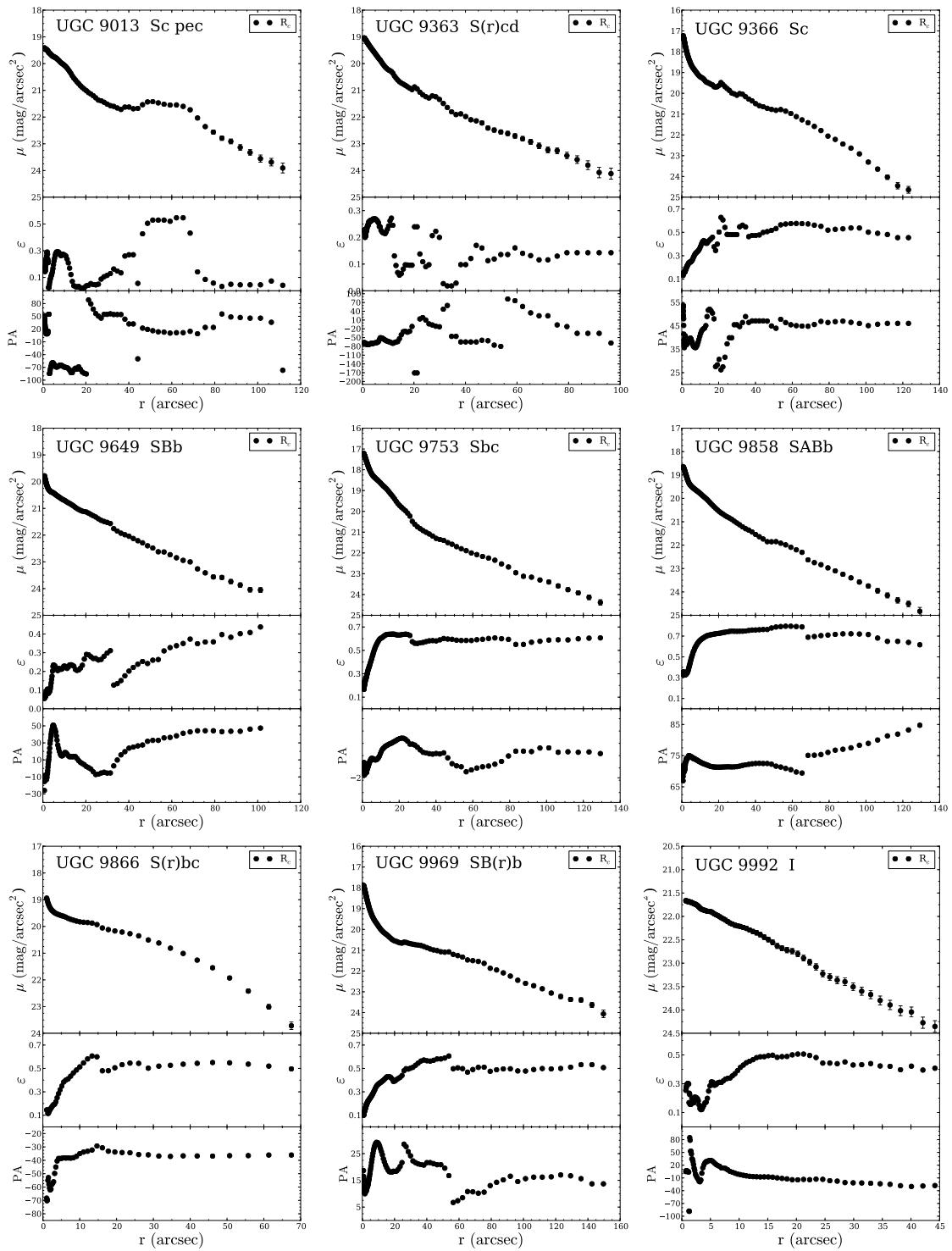


Figura A.1: Continuação

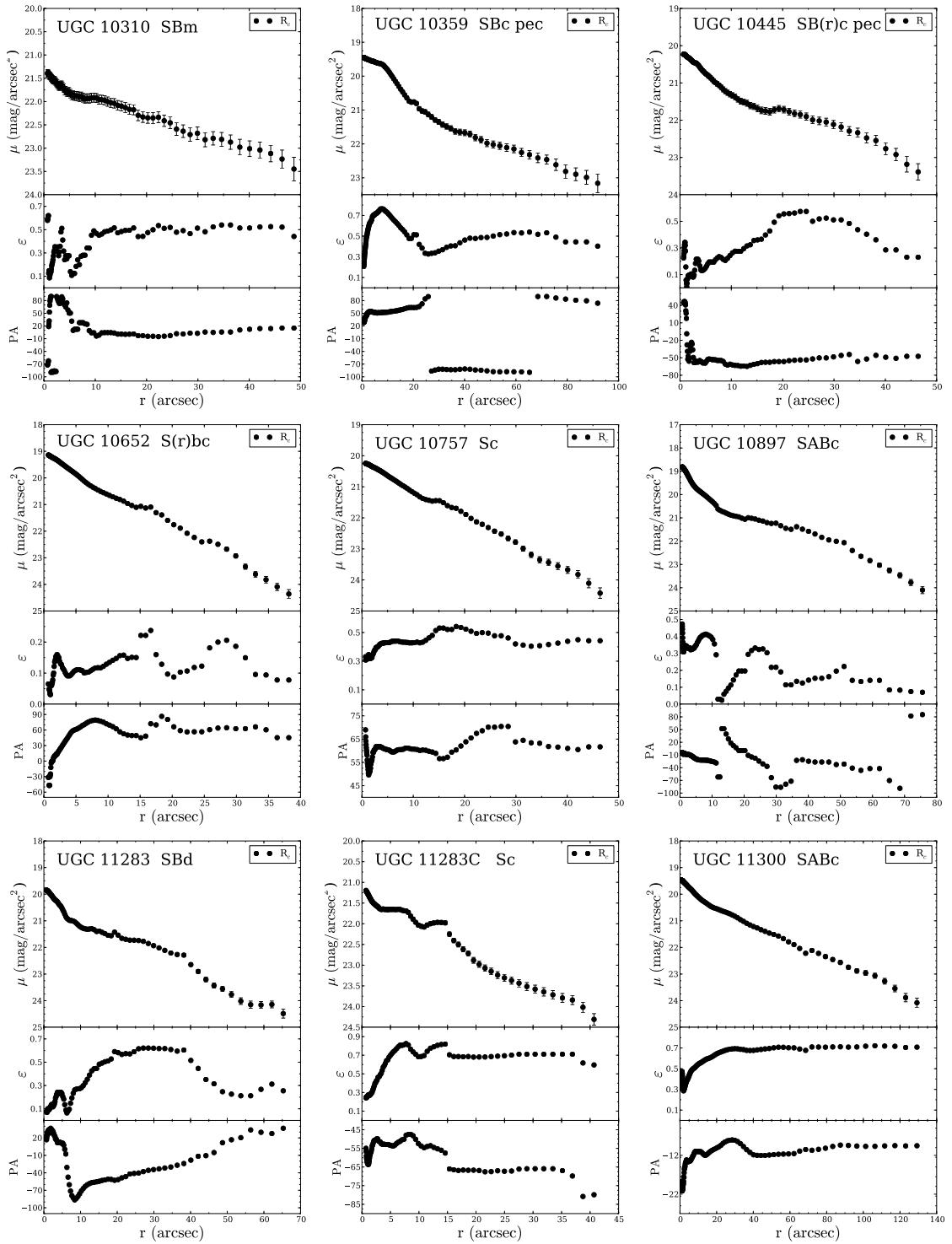


Figura A.1: Continuação

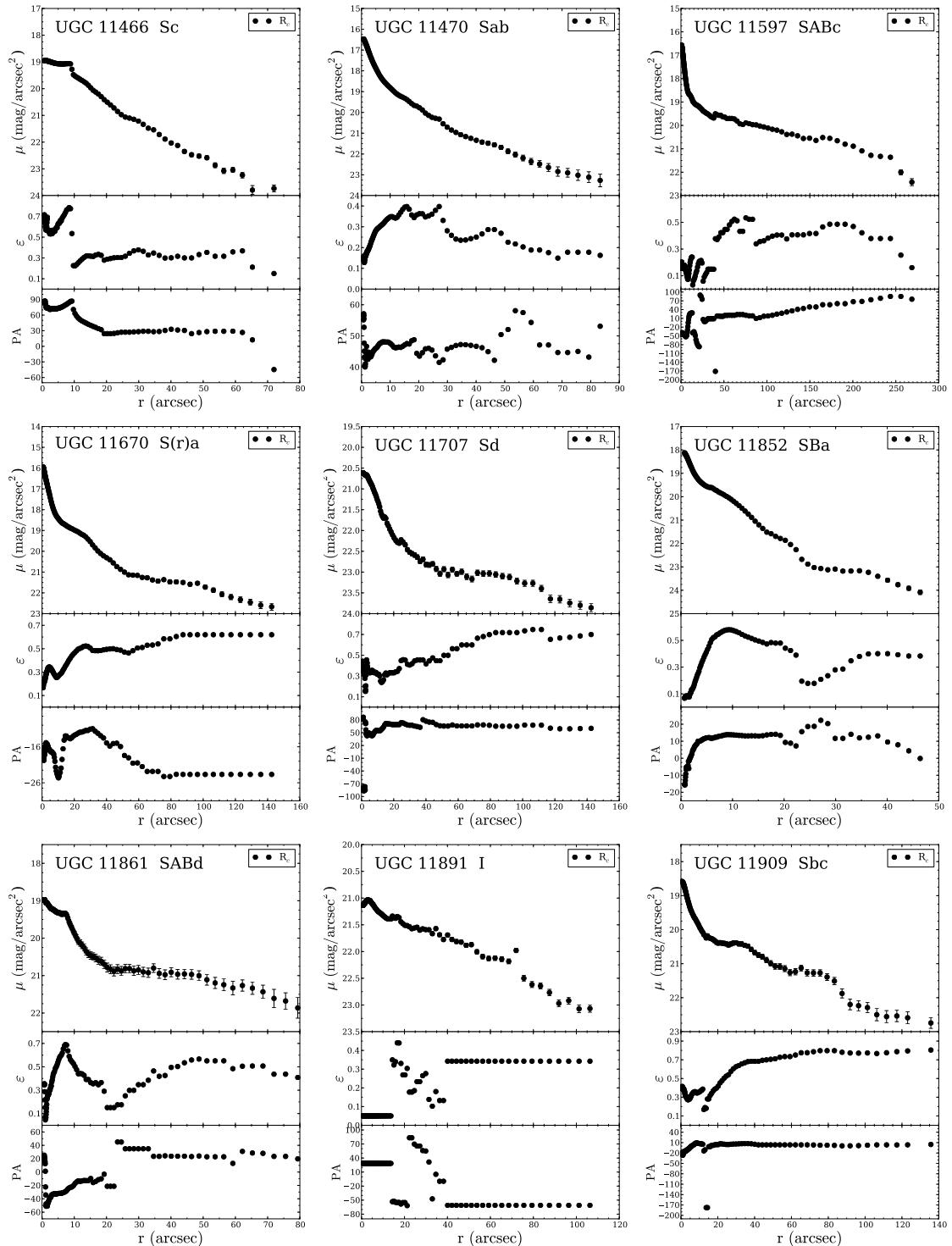


Figura A.1: Continuação

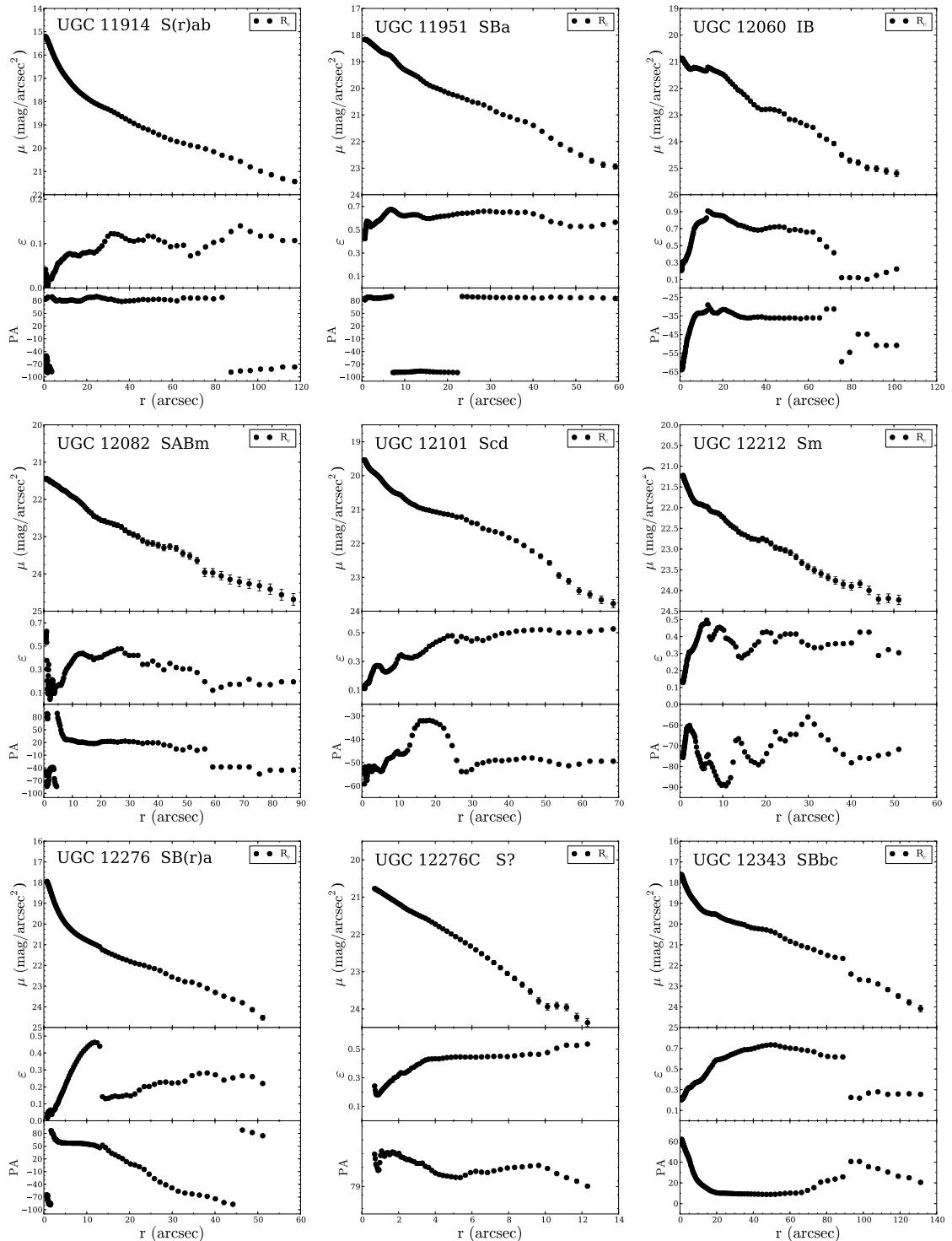


Figura A.1: Continuação

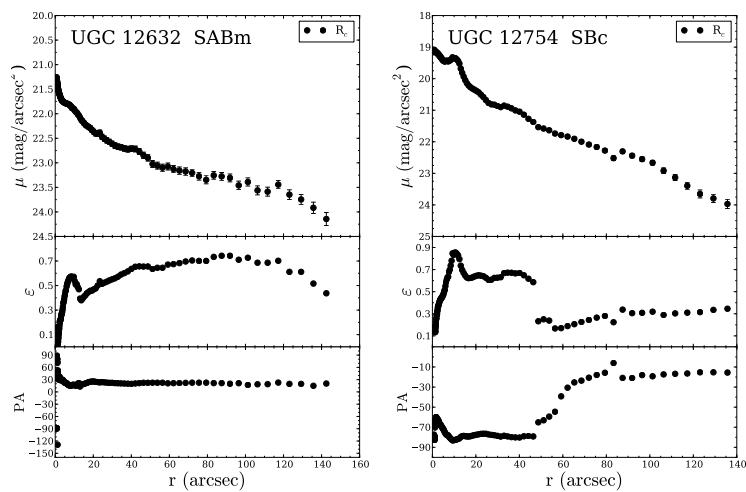


Figura A.1: Continuação

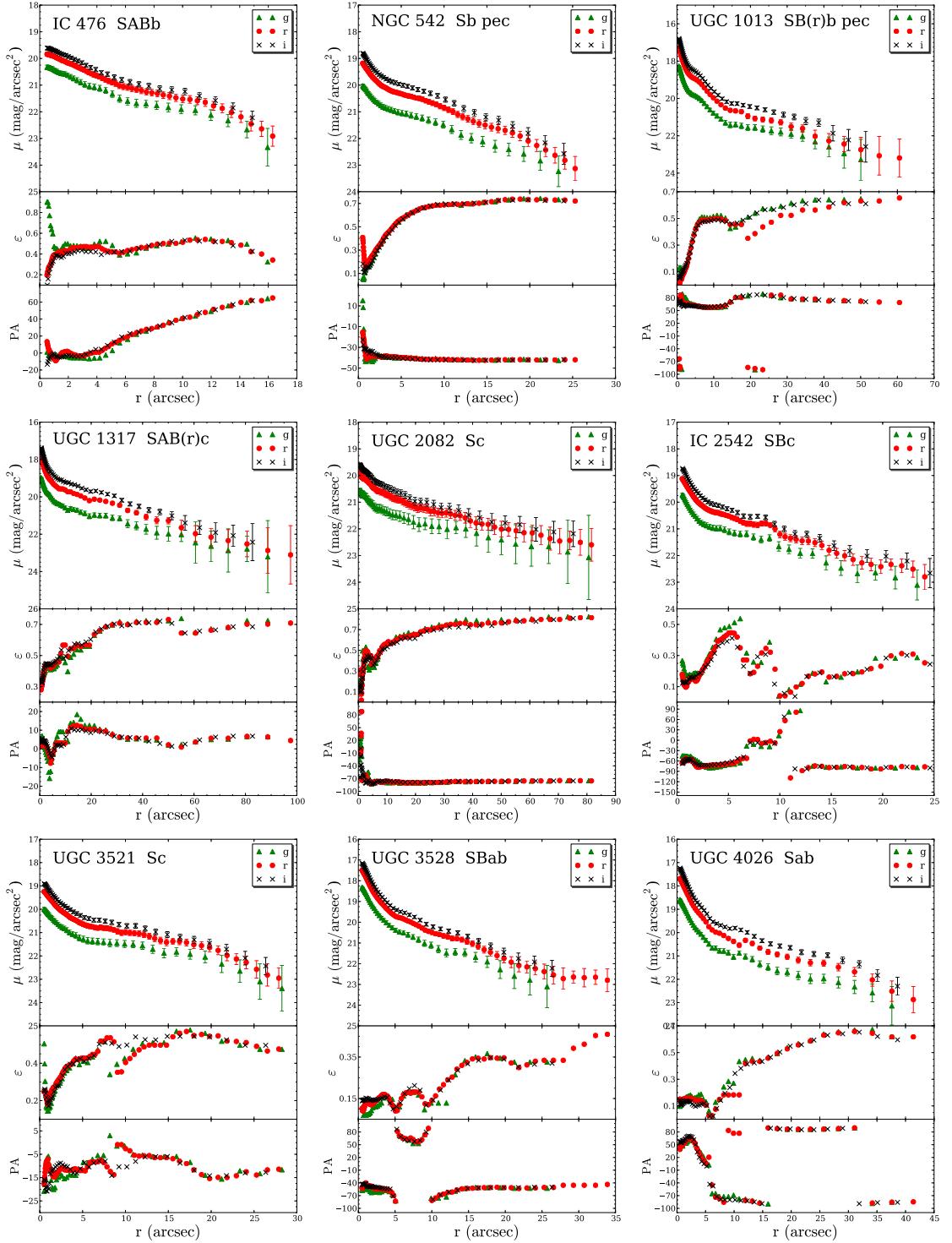


Figura A.2: Perfis de brilho das galáxias obtidas pelo SDSS nas bandas g, r e i. As elipticidades (ε) e os ângulos de posição (PA) também são apresentados.

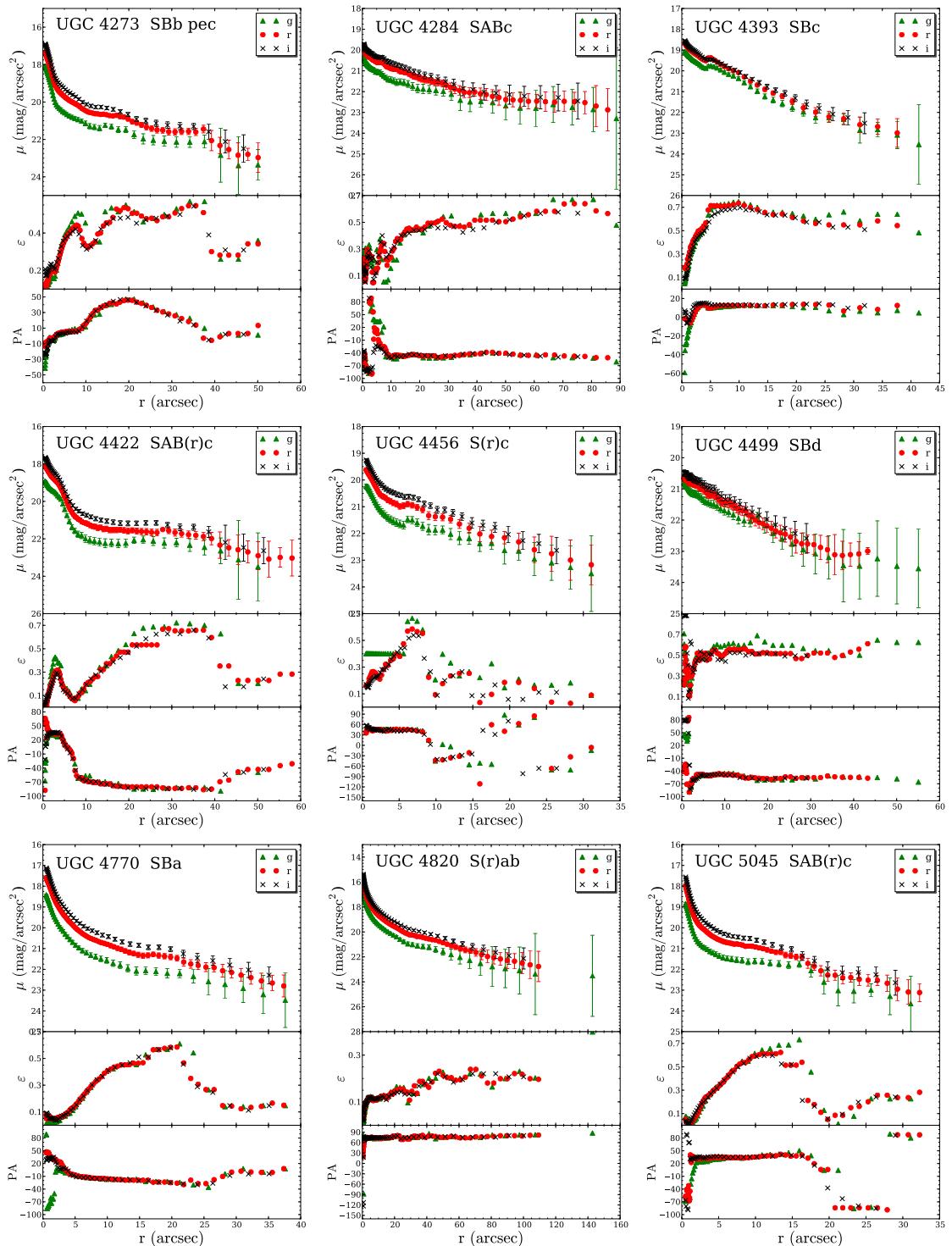


Figura A.2: Continuação

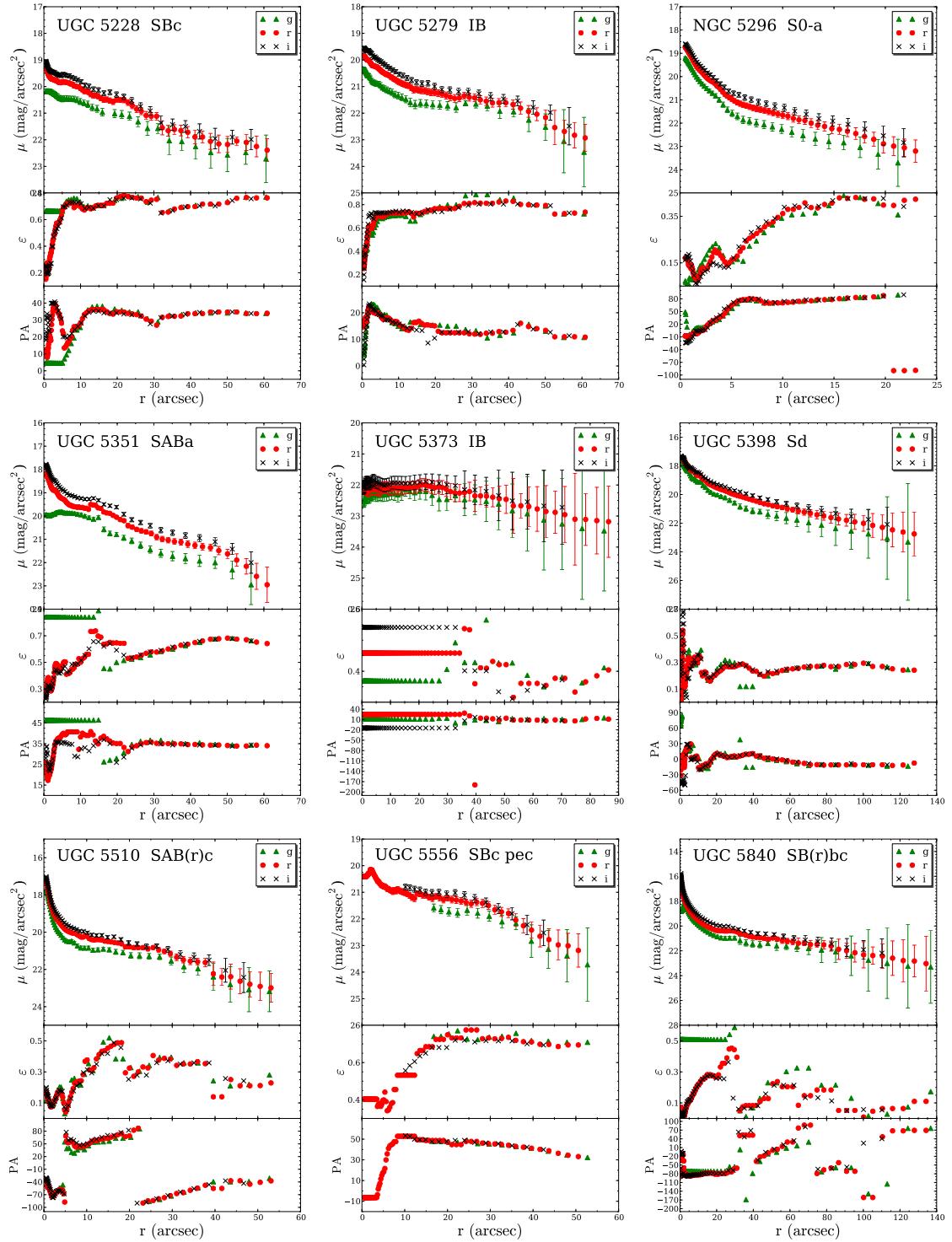


Figura A.2: Continuação

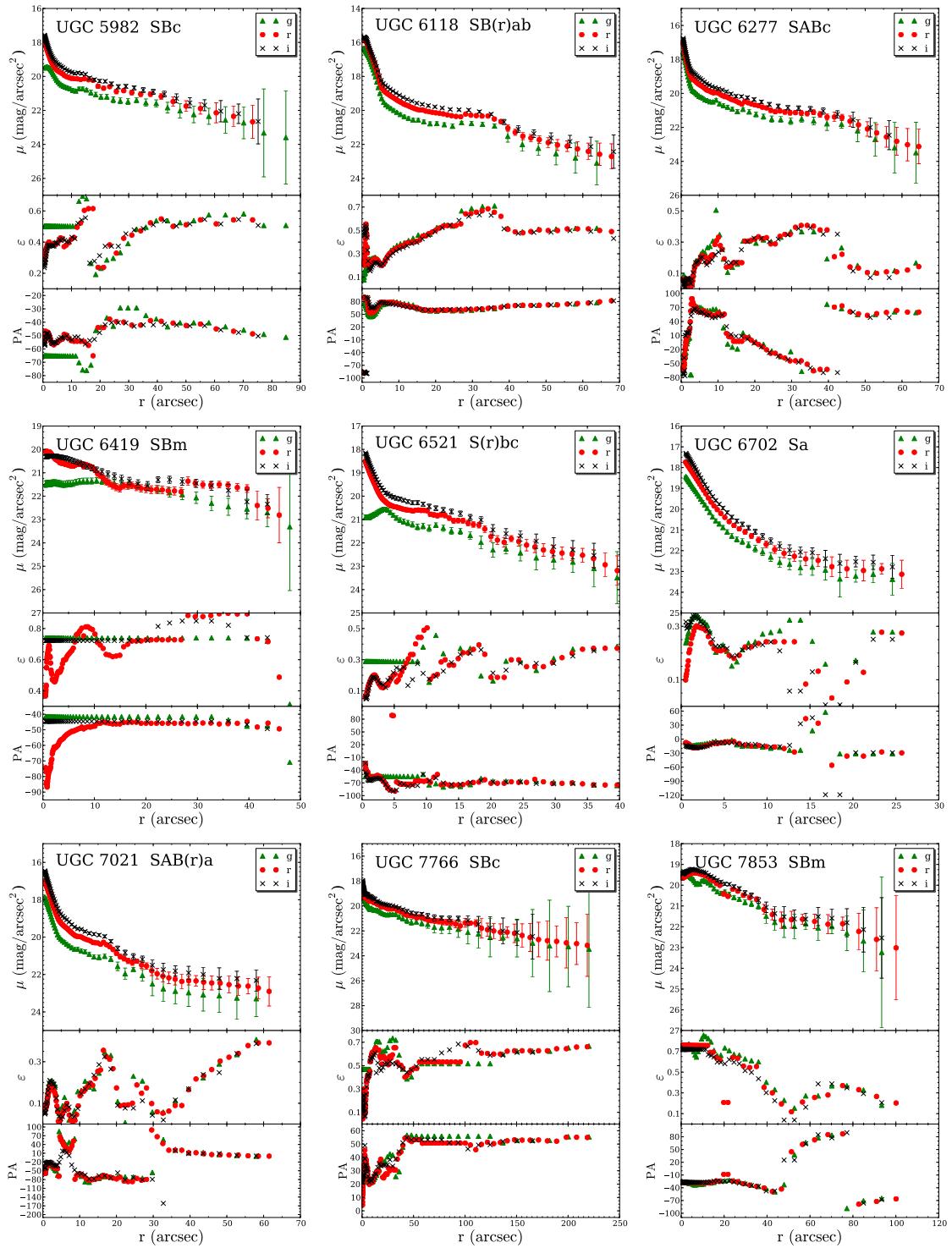


Figura A.2: Continuação

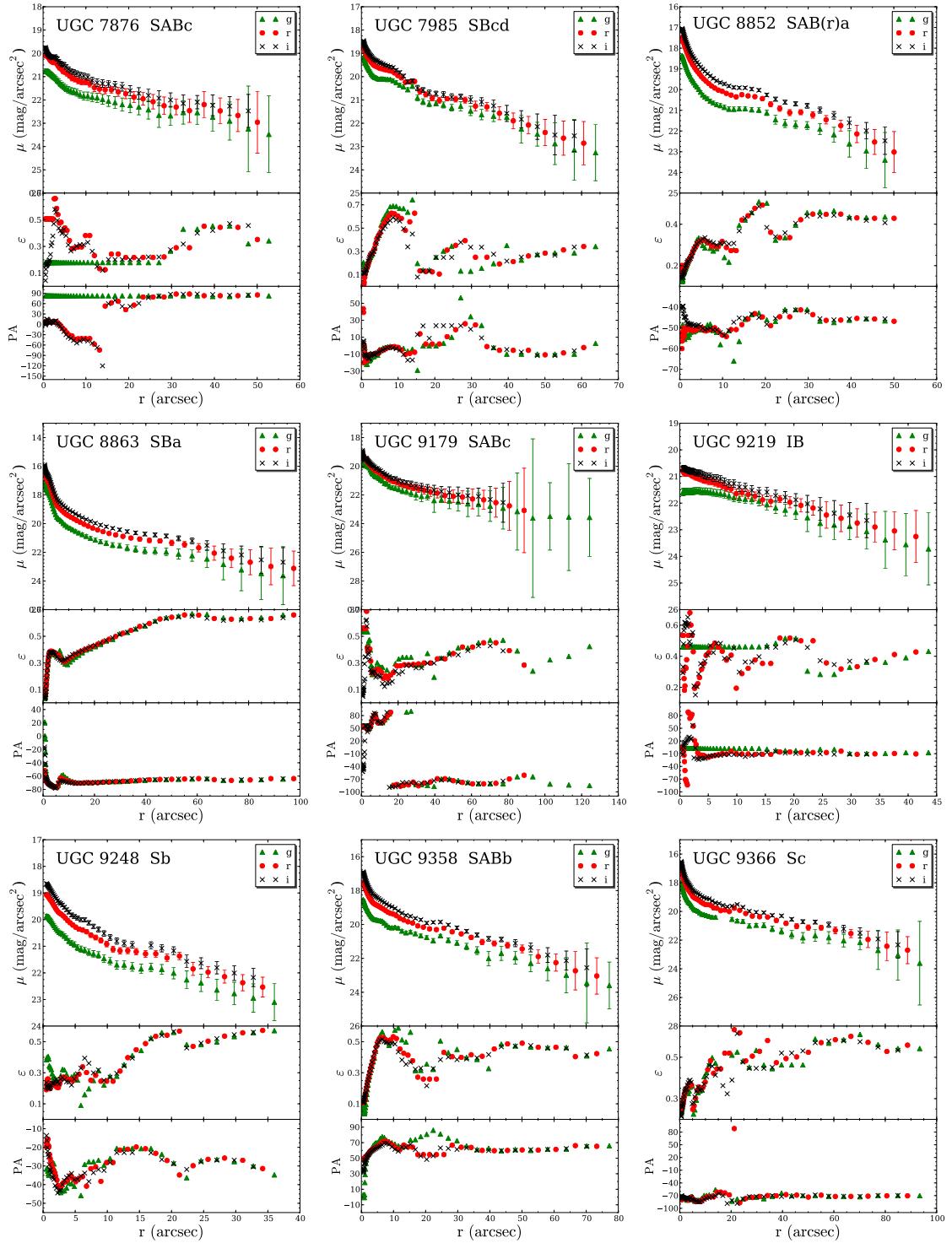


Figura A.2: Continuação

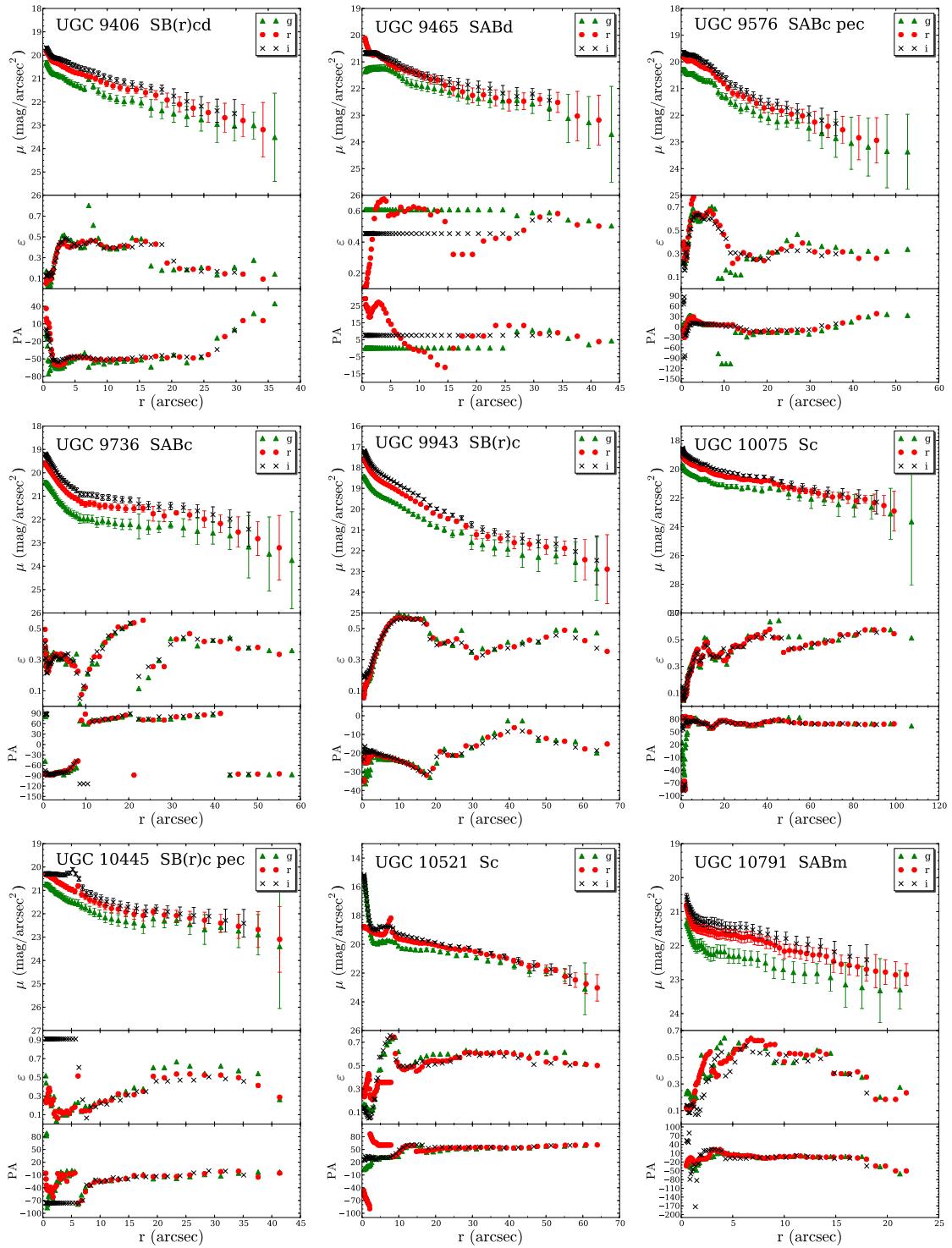


Figura A.2: Continuação

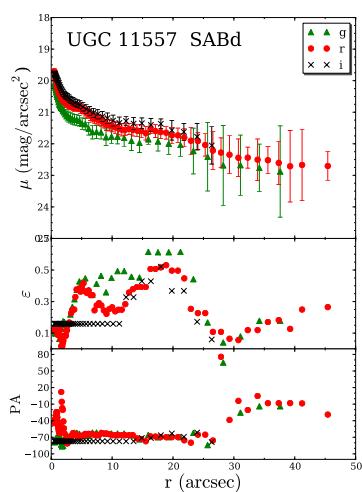


Figura A.2: Continuação

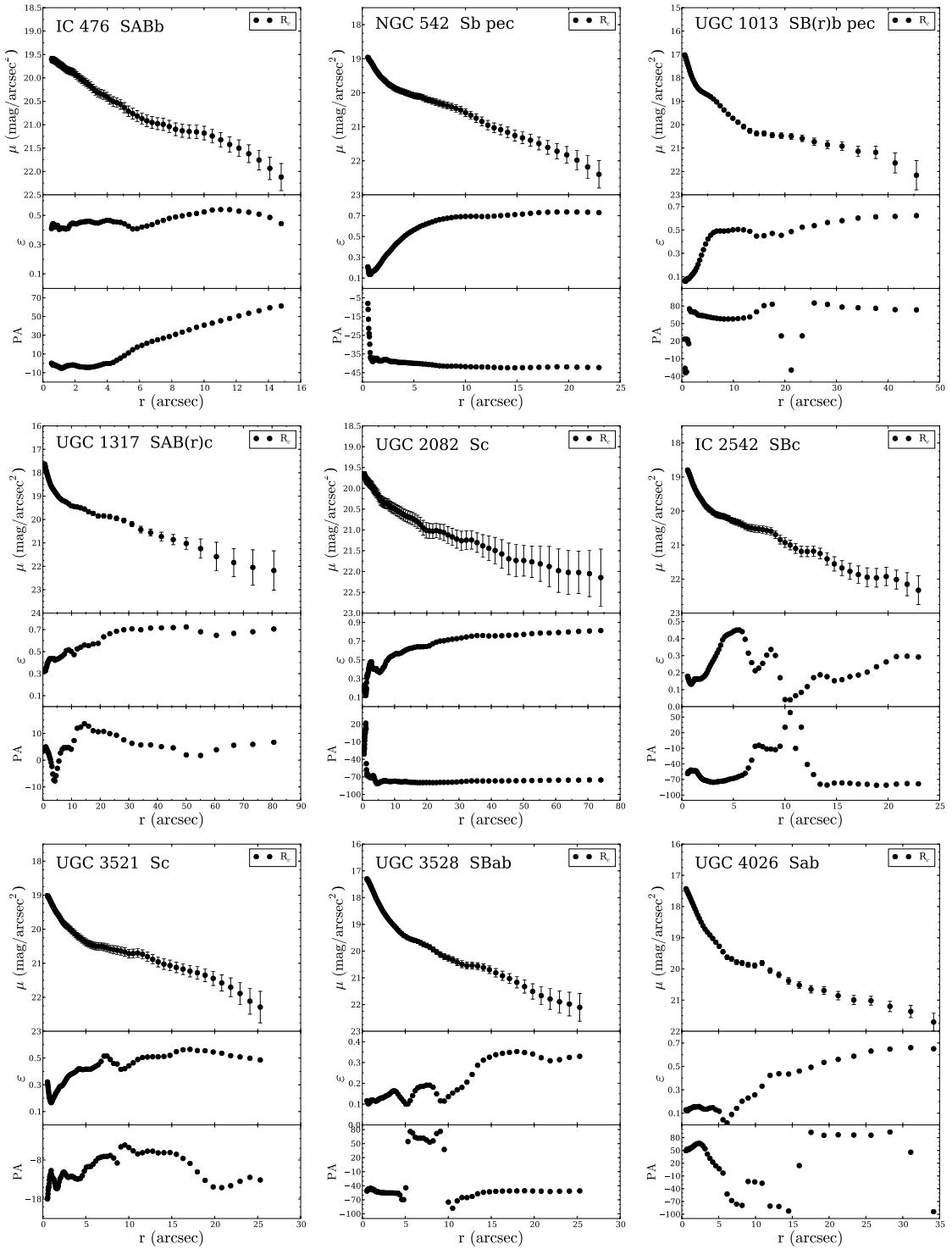


Figura A.3: Perfis de brilho na banda R_c obtidos das imagens do SDSS através das transformações entre sistemas.

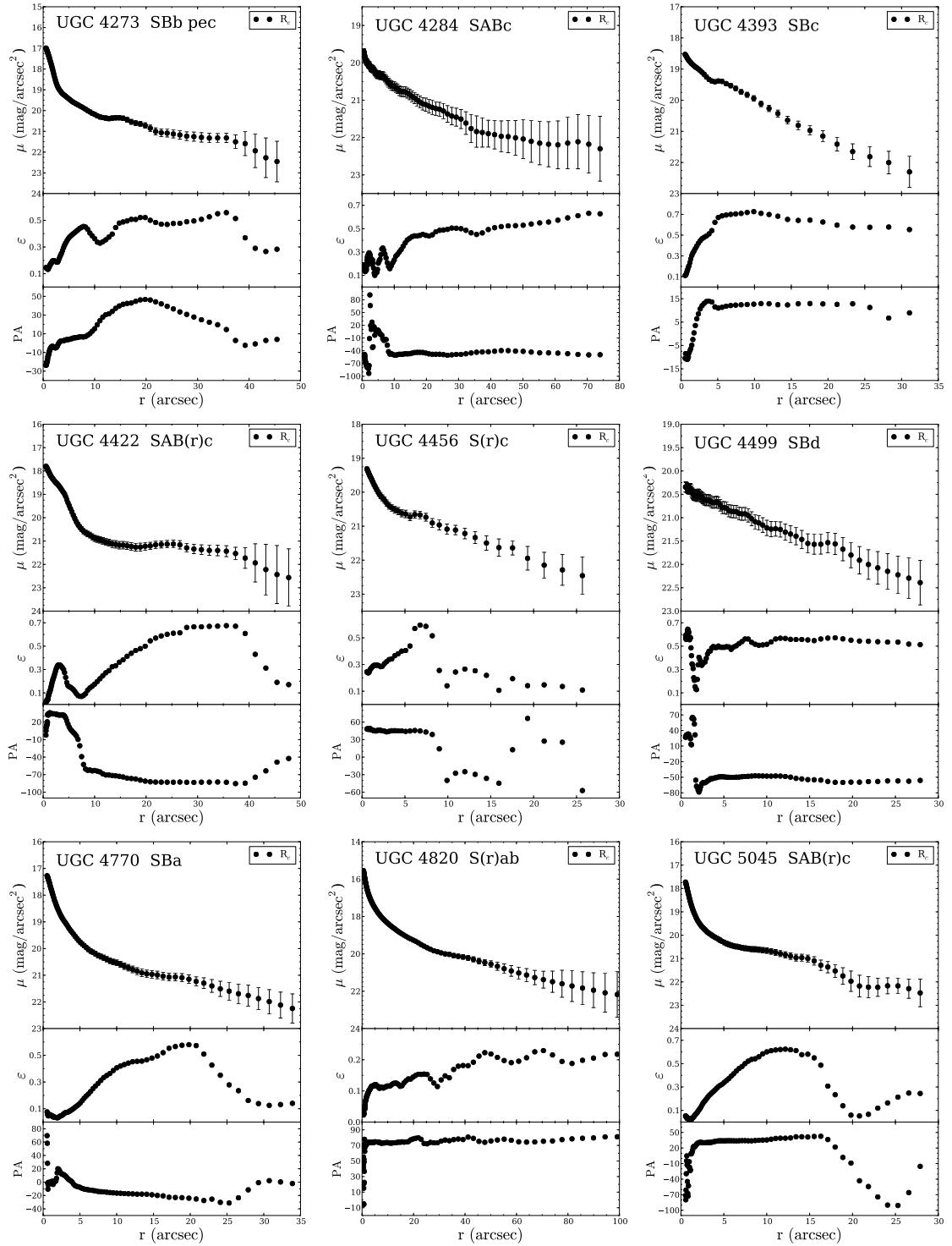


Figura A.3: Continuação

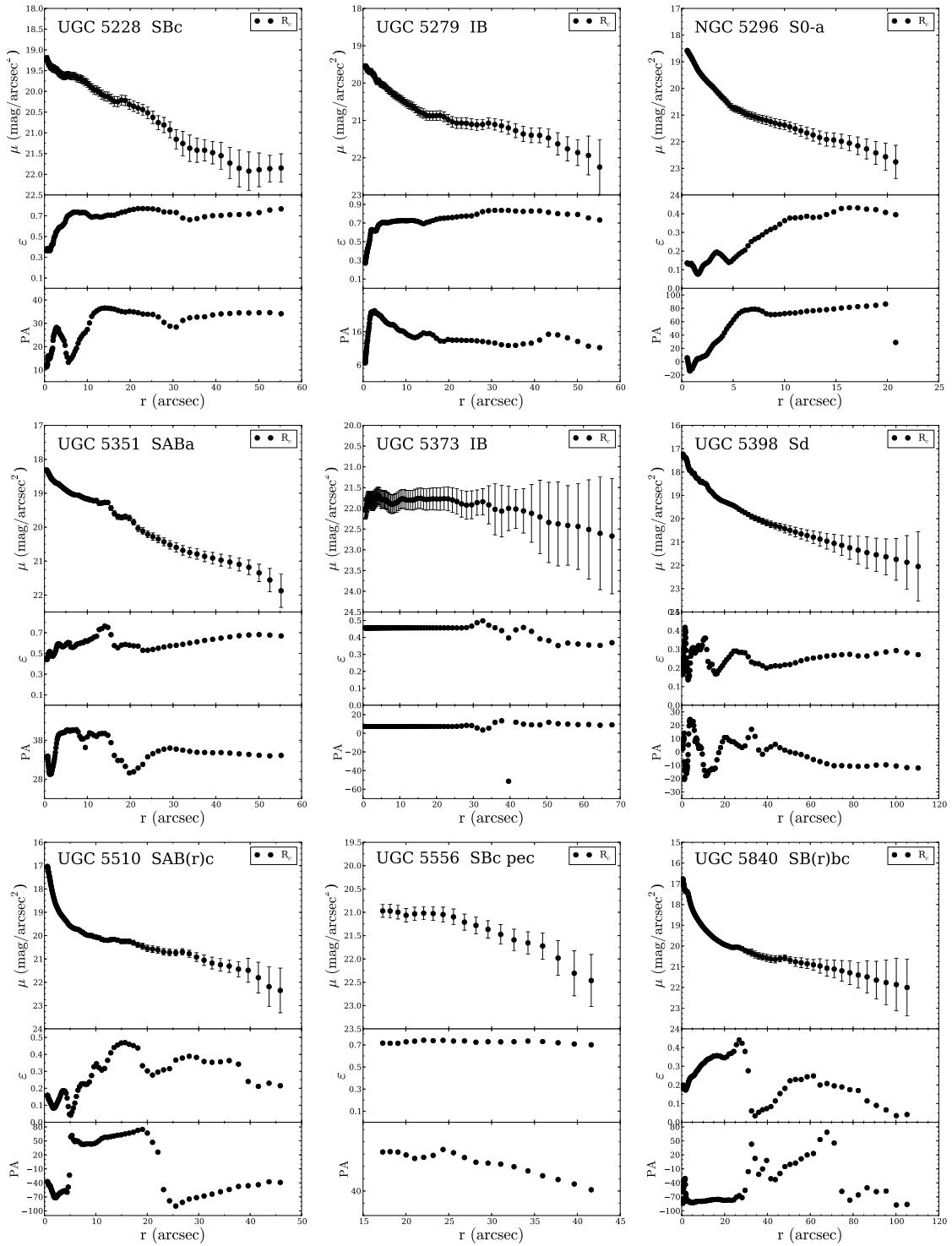


Figura A.3: Continuação

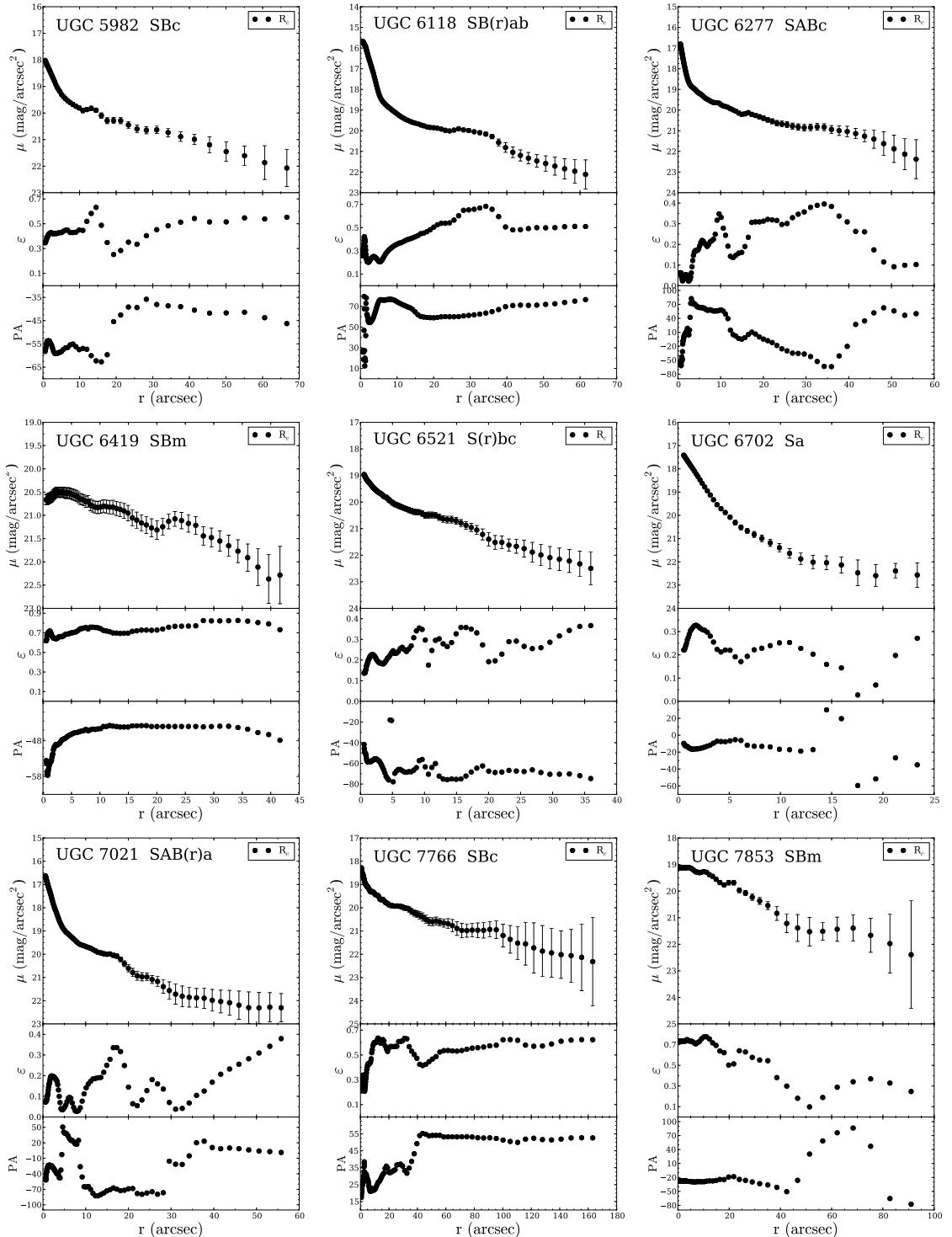


Figura A.3: Continuação

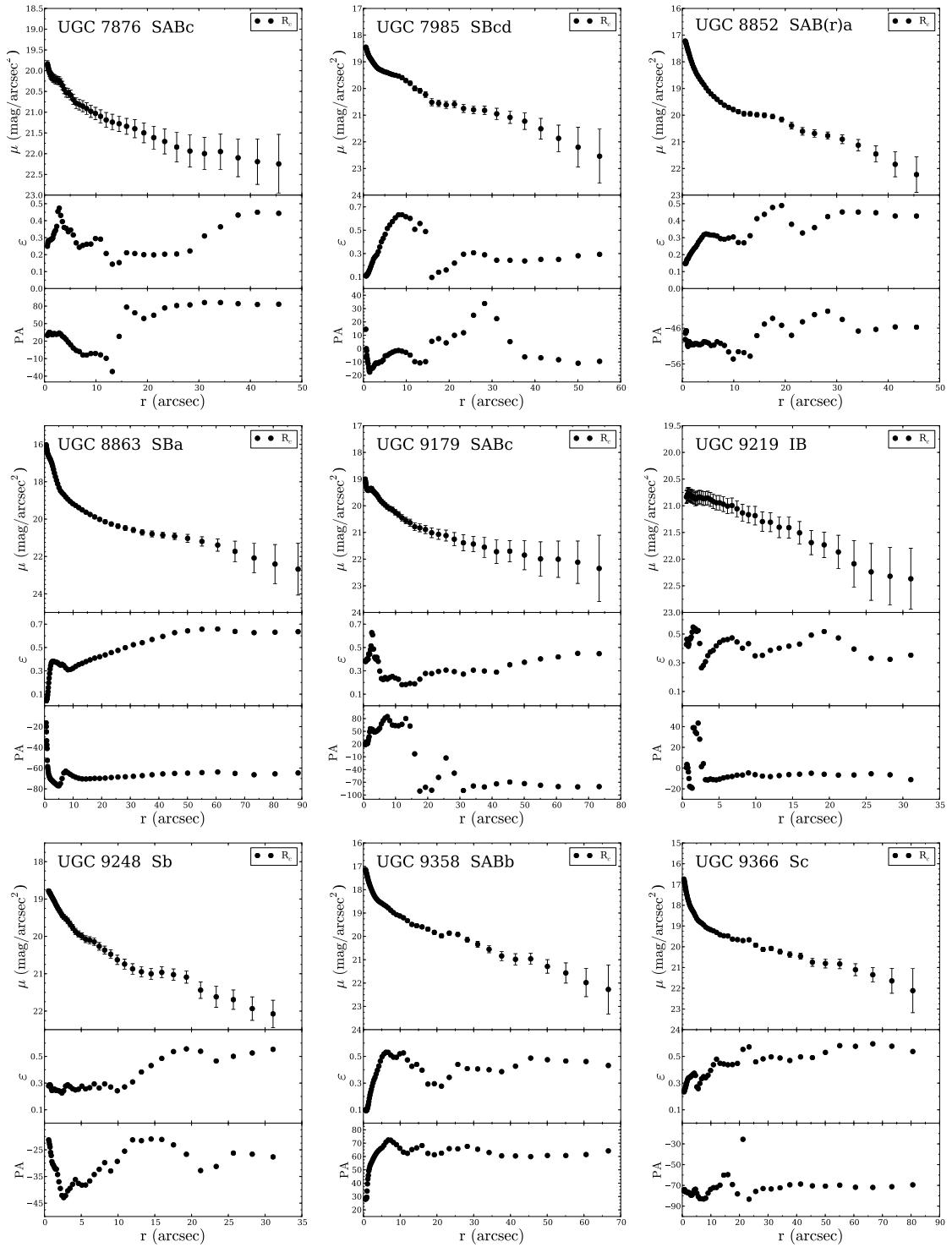


Figura A.3: Continuação

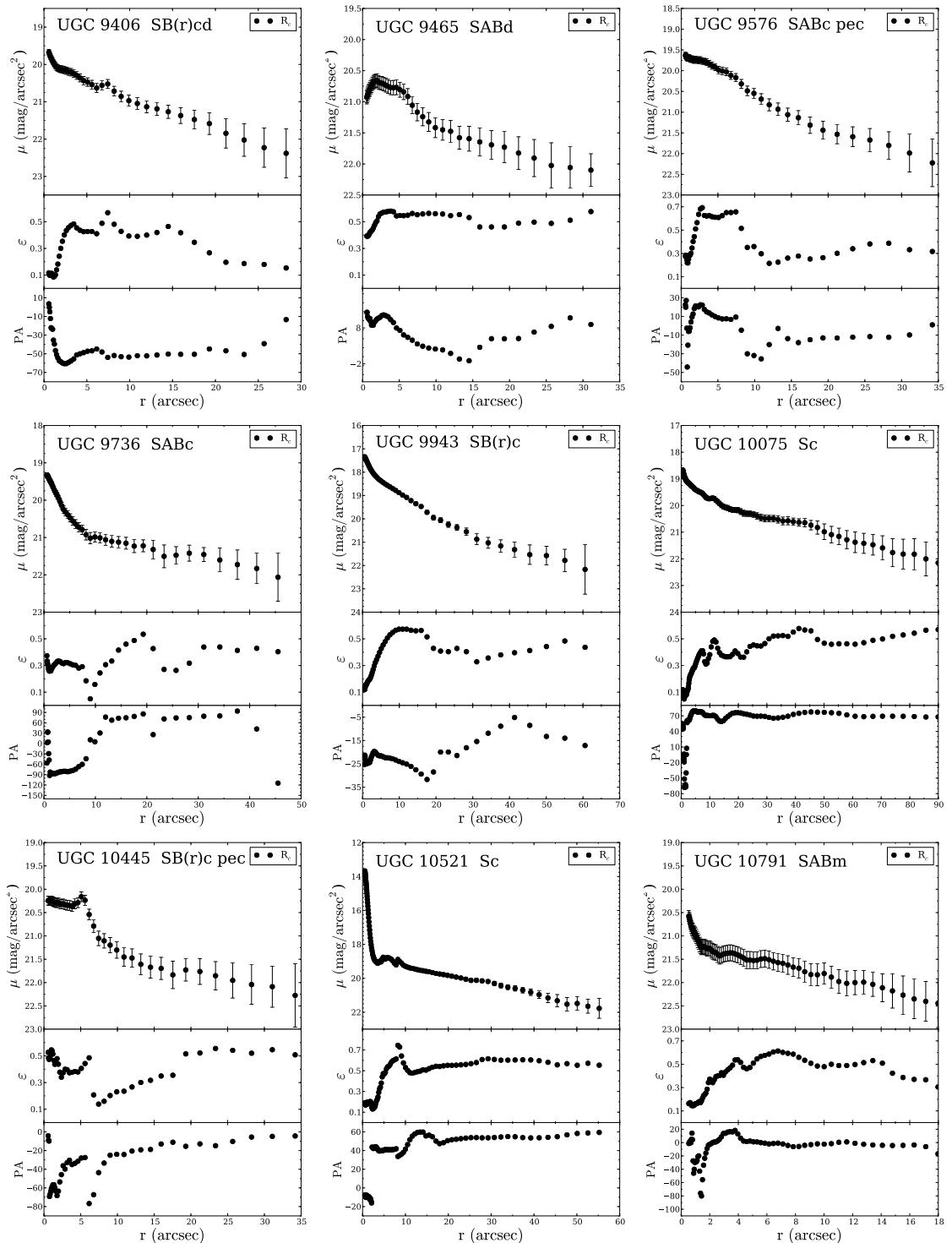


Figura A.3: Continuação

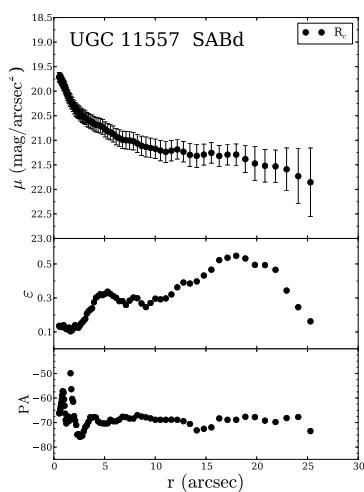


Figura A.3: Continuação

Apêndice B

Decomposição bojo-disco

Este apêndice contém as imagens para a decomposição bojo-disco das 124 galáxias com soluções de acordo com os critérios descritos na seção 3.2.3. Galáxias com a indicação “(2)” após o nome mostram a decomposição de imagens do SDSS no caso de imagens também observadas pelo GHASP.

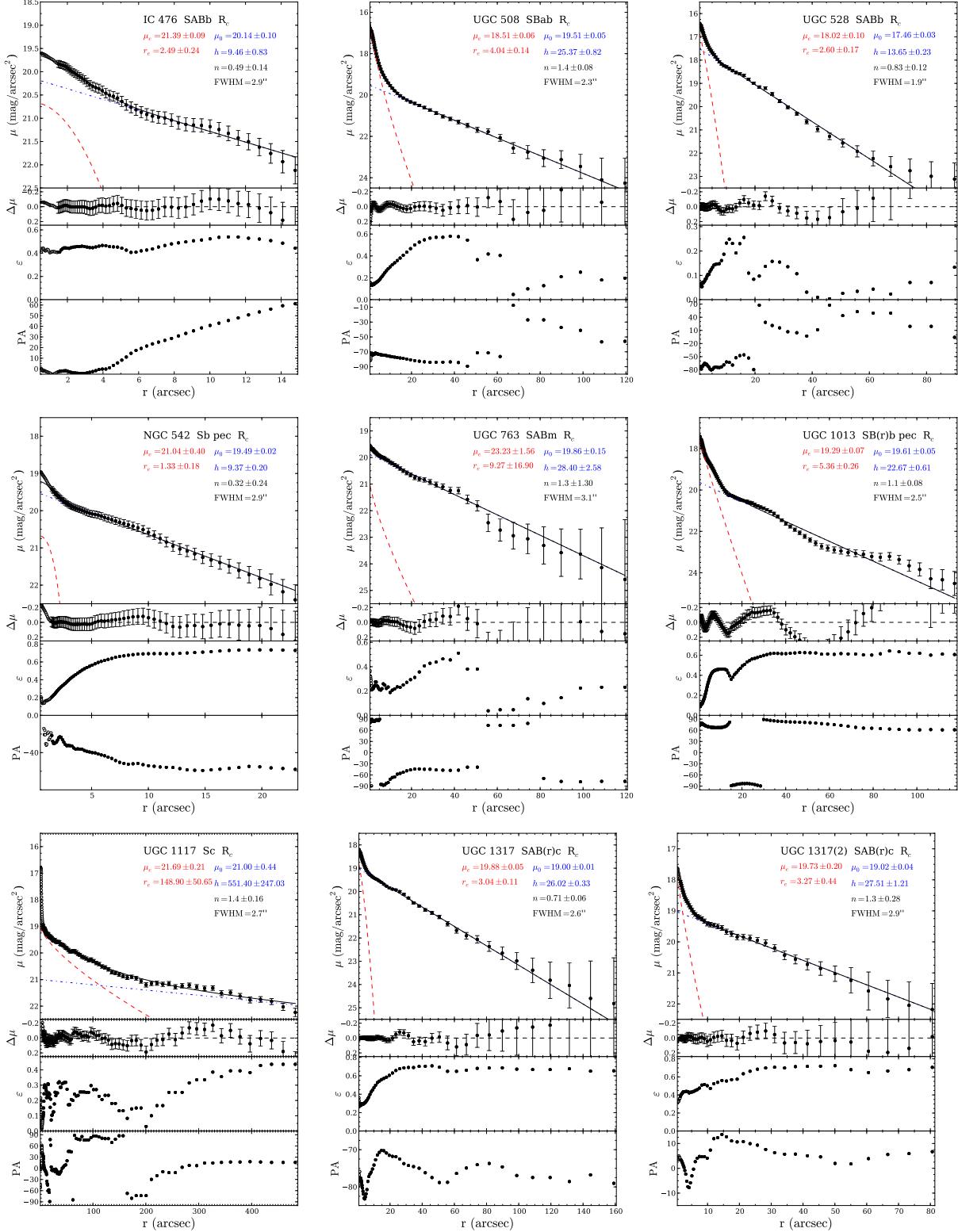


Figura B.1: Decomposição bojo-disco para 124 galáxias da amostra. Acima, os pontos representam os dados do perfil de brilho. A linha contínua preta indica o modelo ajustado, a linha tracejada vermelha indica o ajuste para o bojo e a linha com traços e pontos azuis mostra o ajuste para o disco. Em seguida, são apresentados os resultados do resíduo entre modelo e dados, elipticidade e ângulo de posição em função da distância ao centro da galáxia.

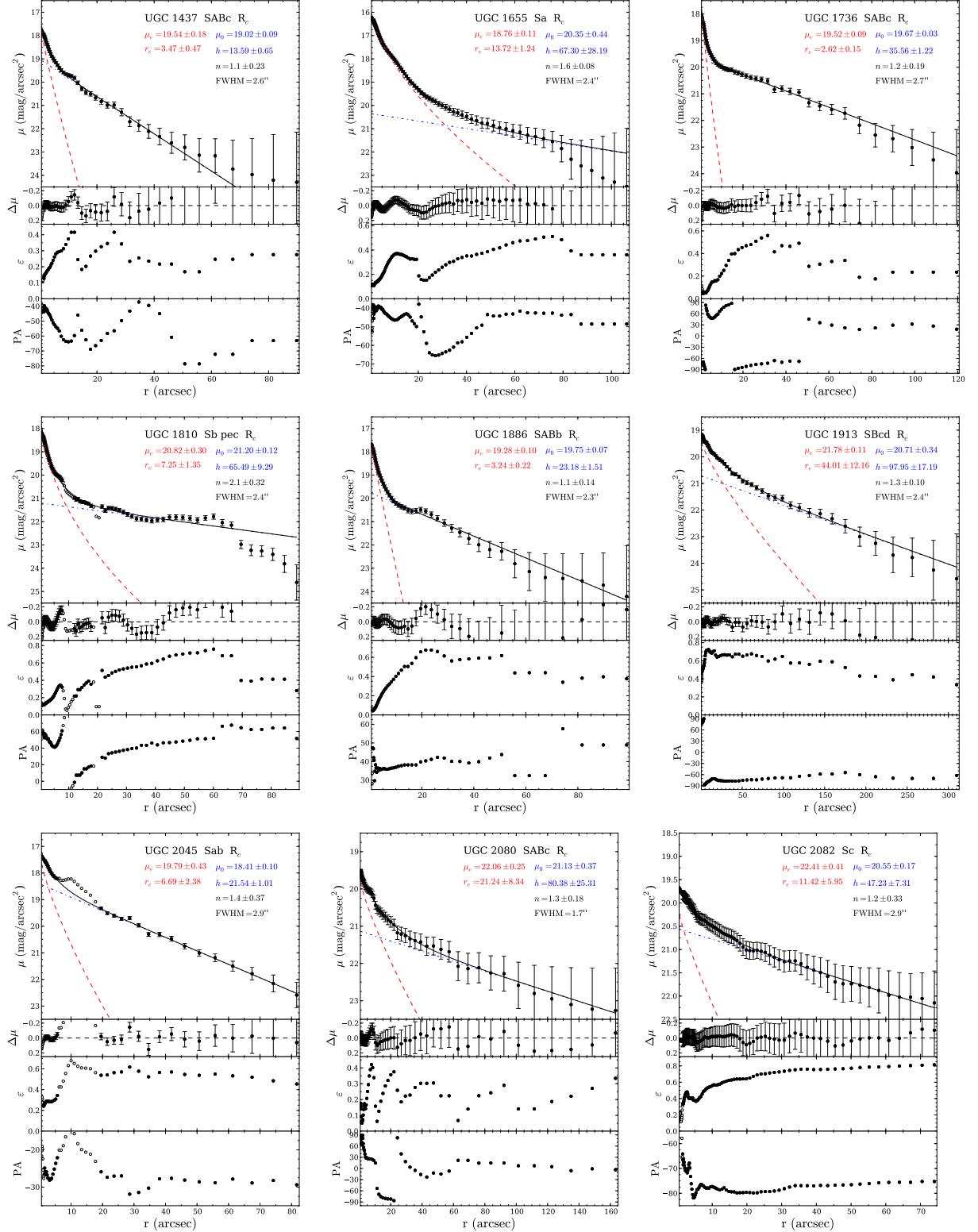


Figura B.1: Continuação

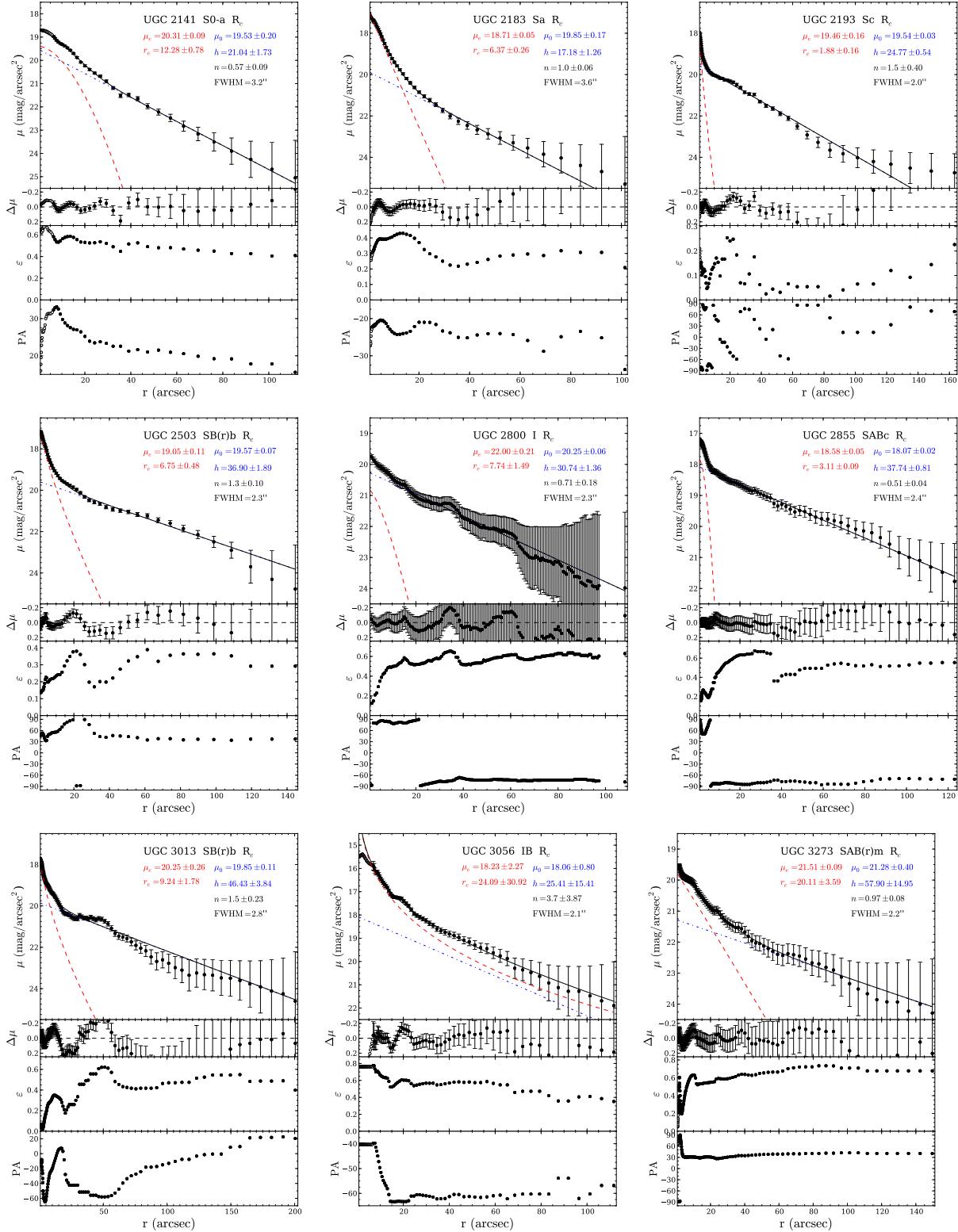


Figura B.1: Continuação

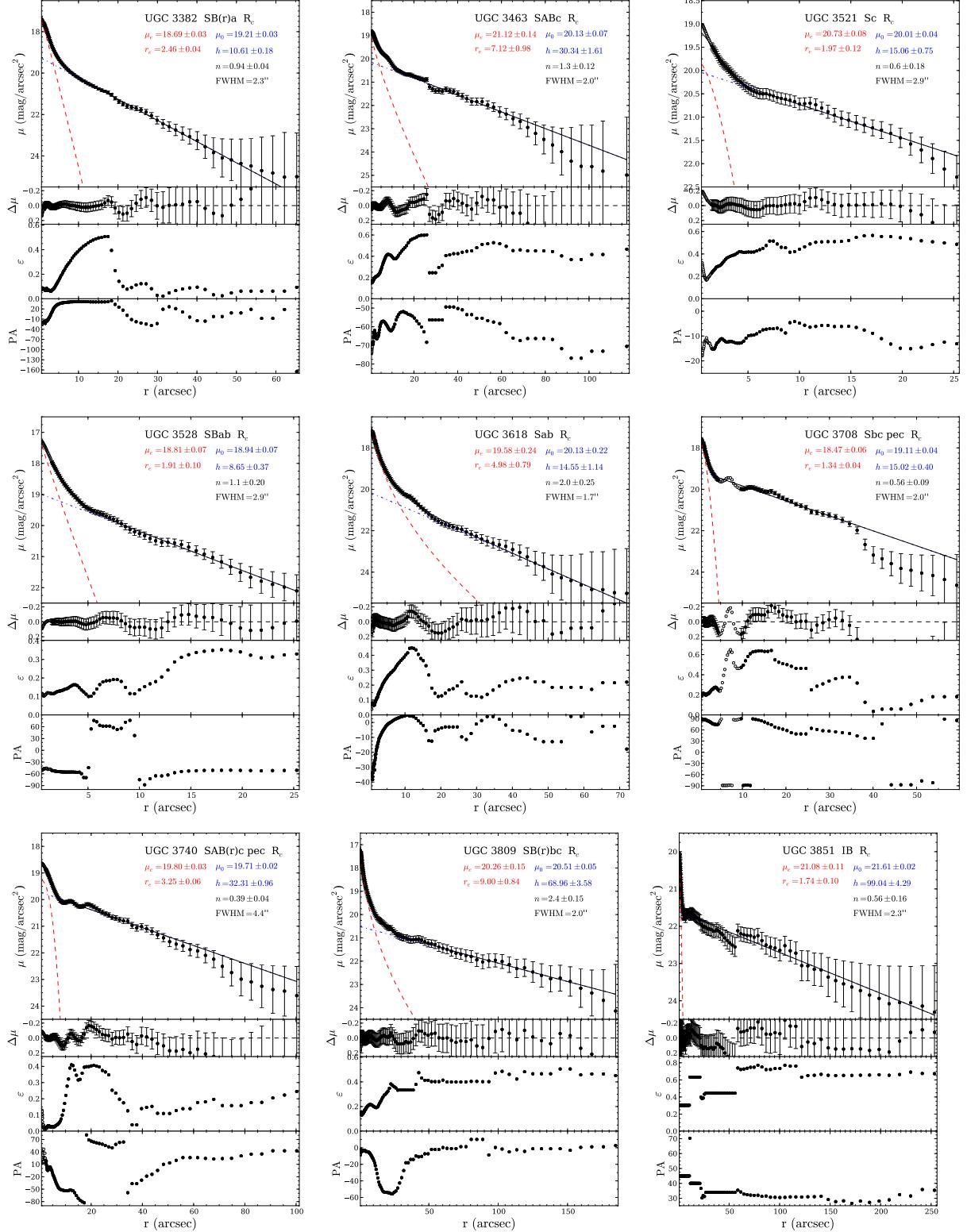


Figura B.1: Continuação

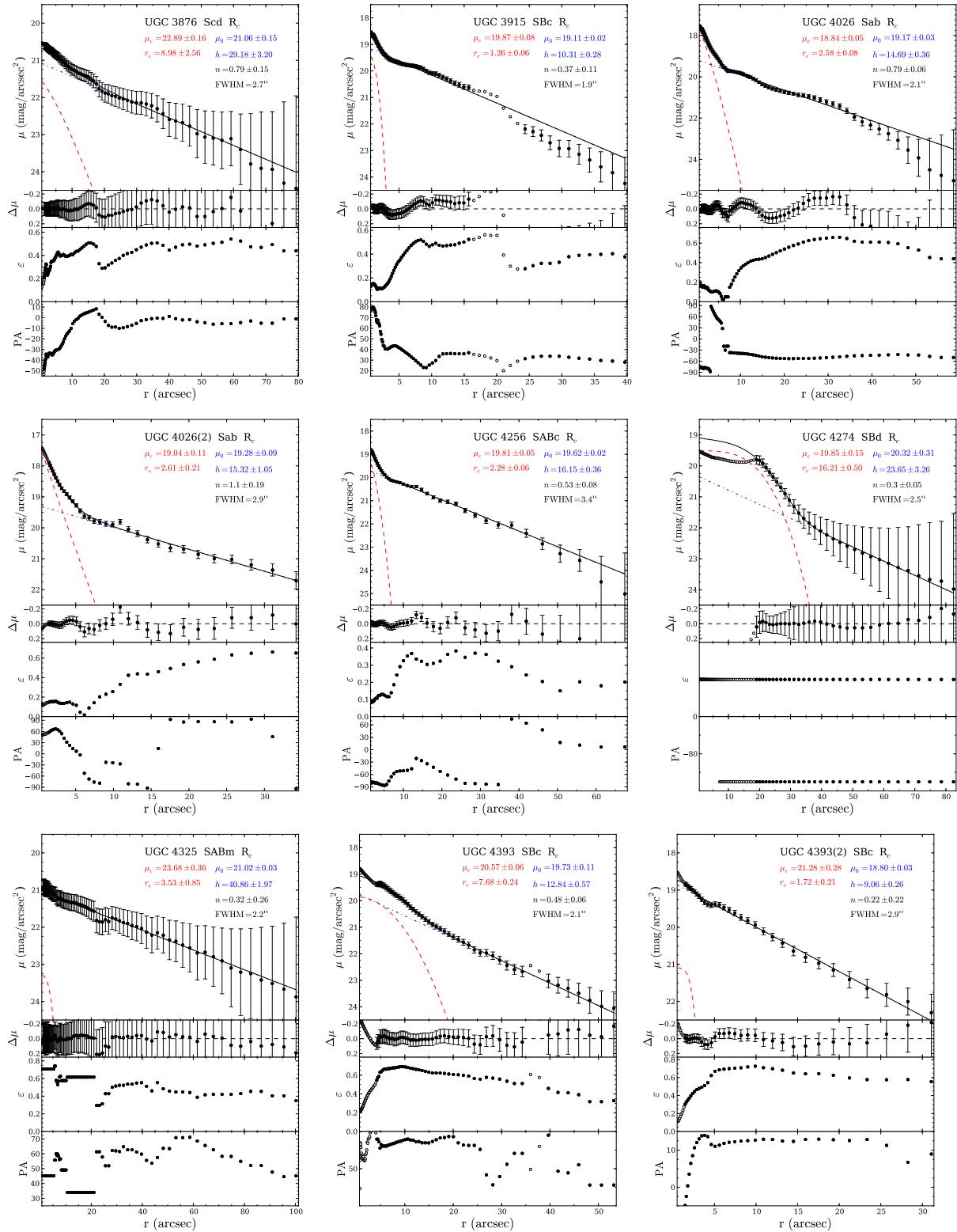


Figura B.1: Continuação

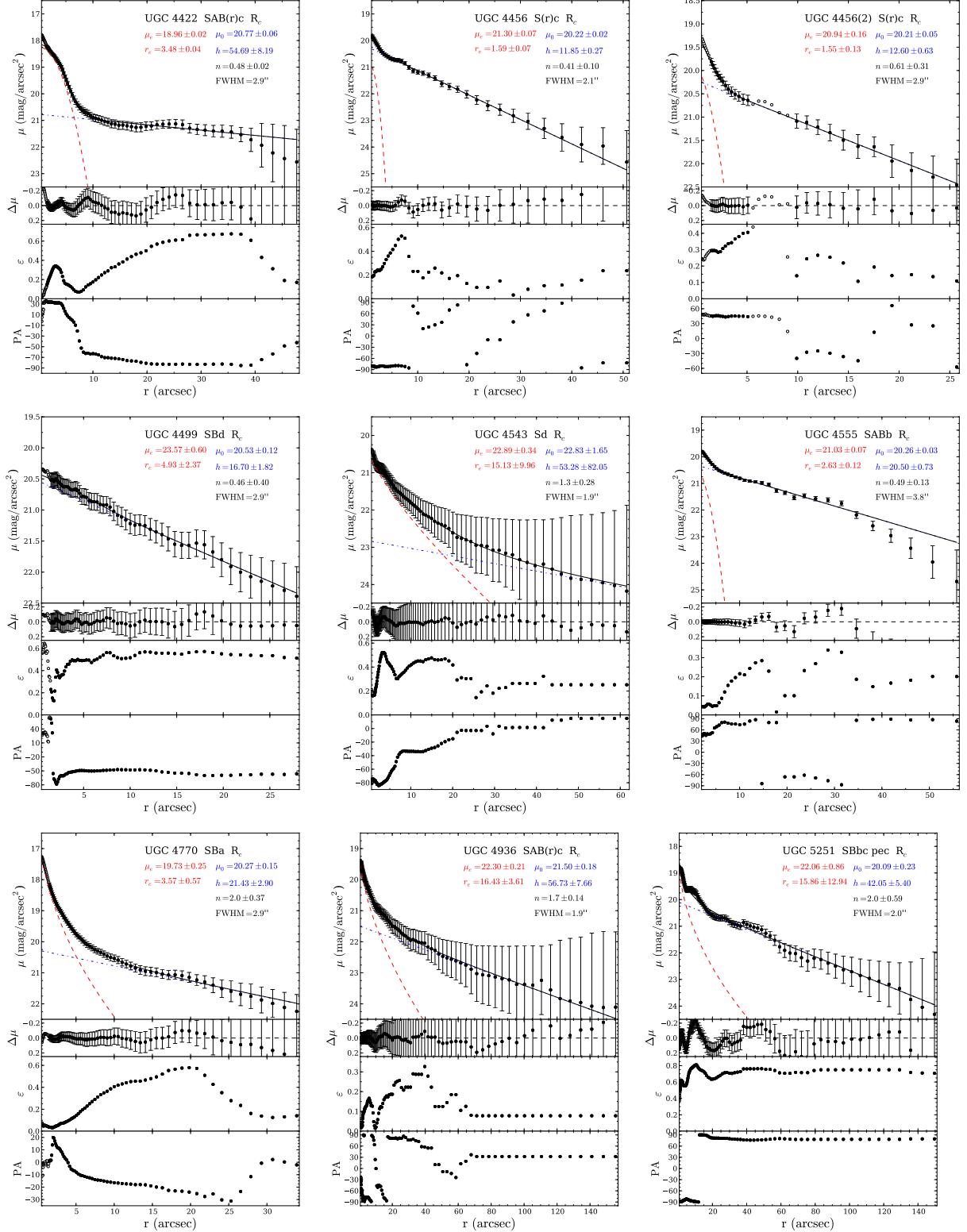


Figura B.1: Continuação

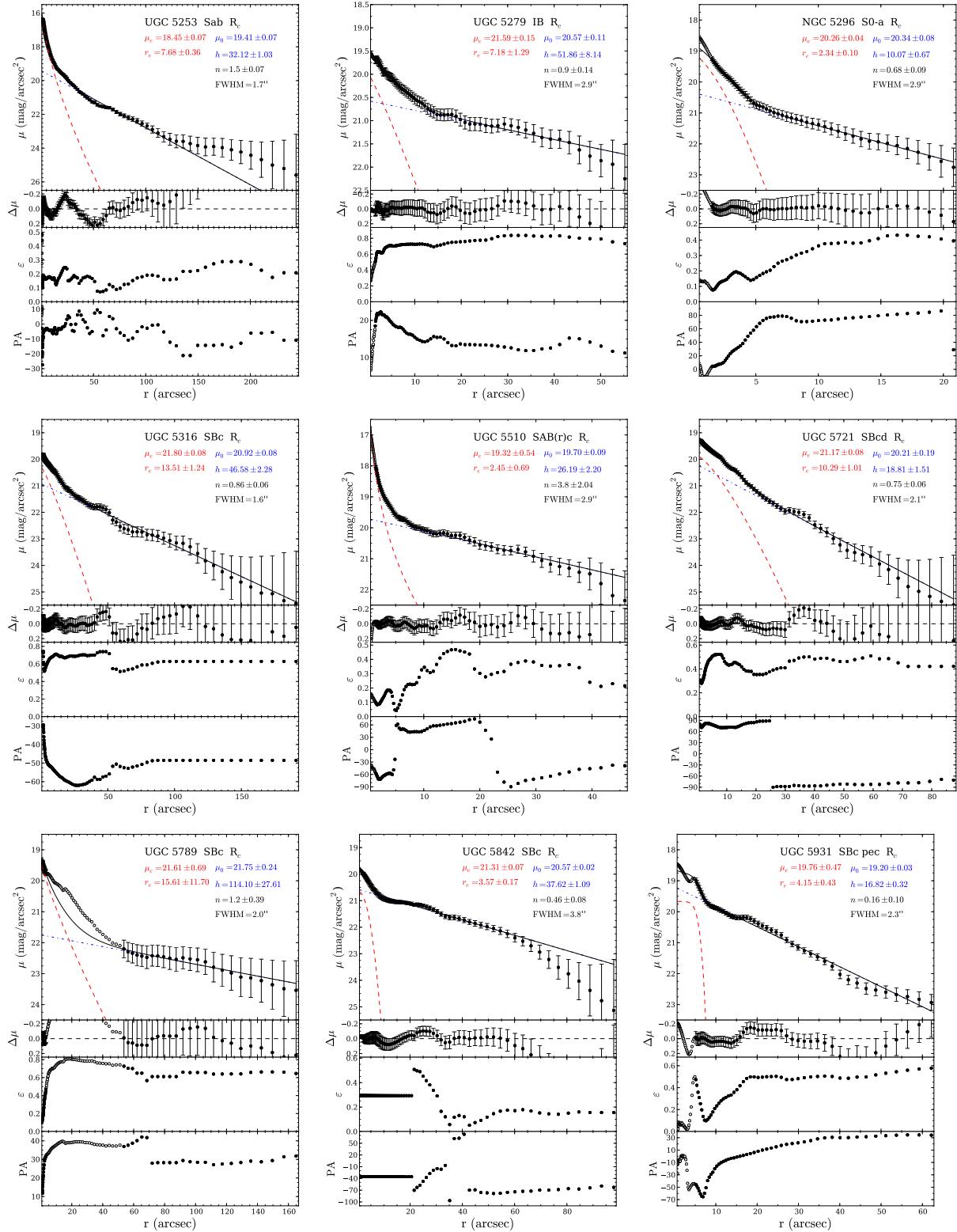


Figura B.1: Continuação

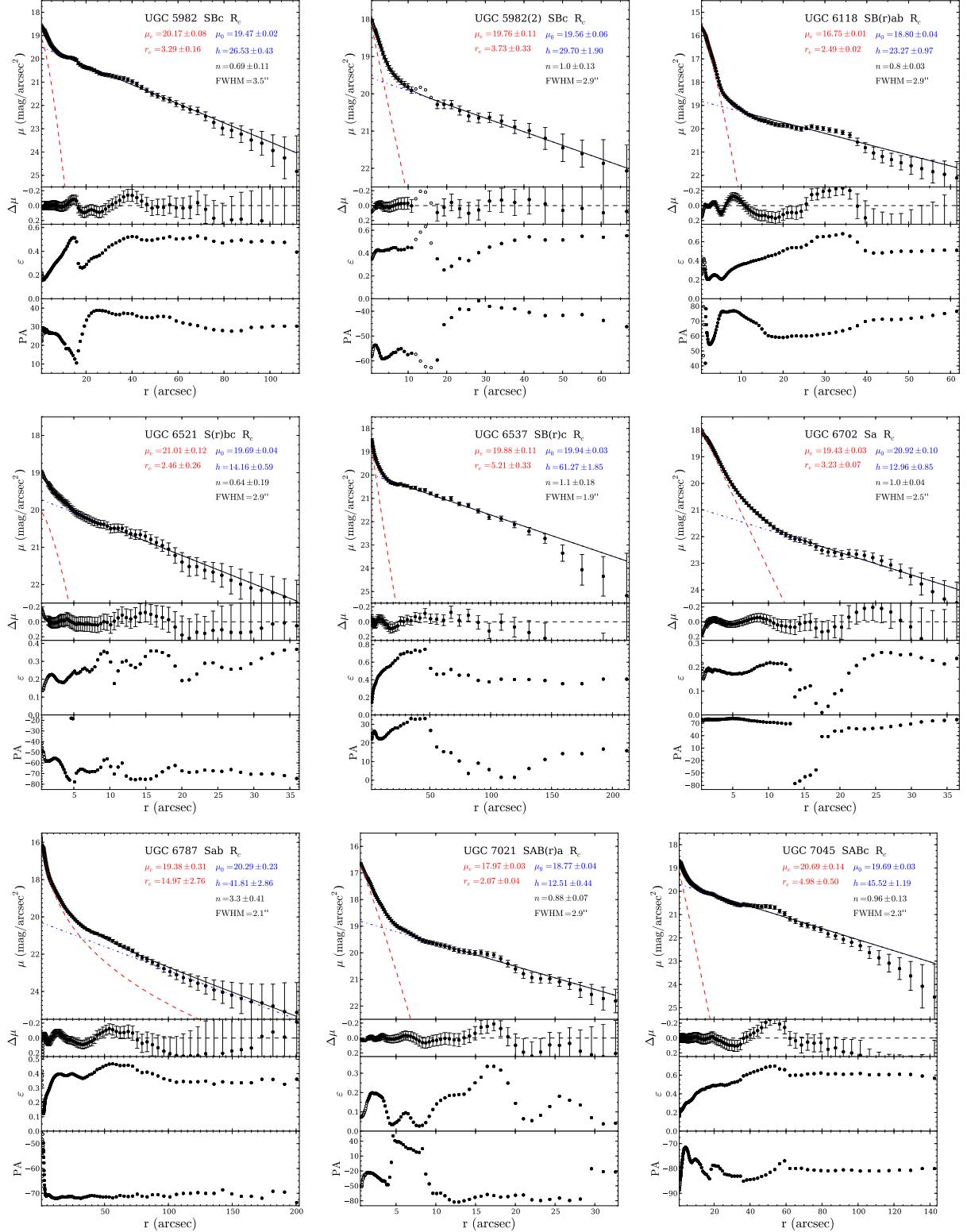


Figura B.1: Continuação

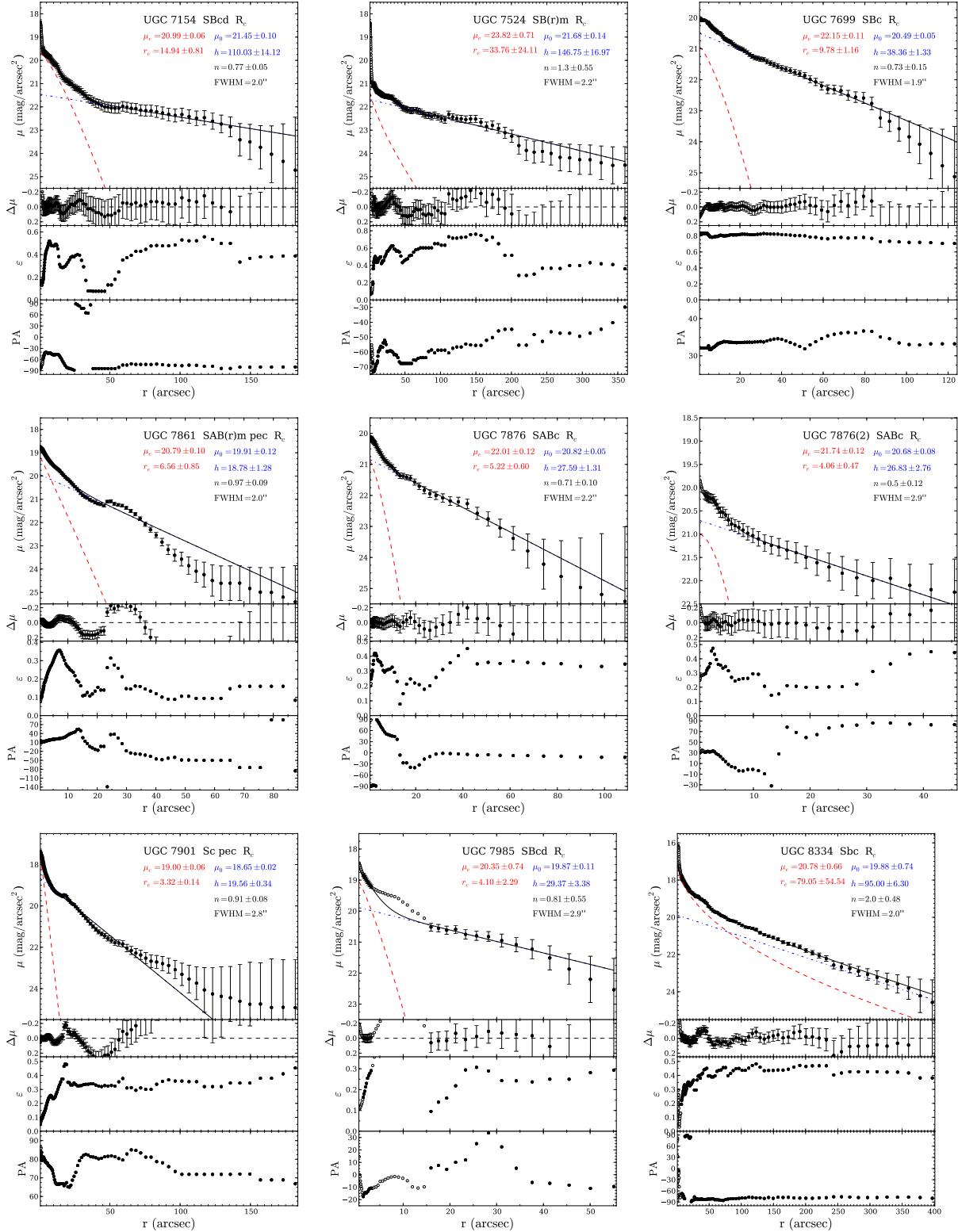


Figura B.1: Continuação

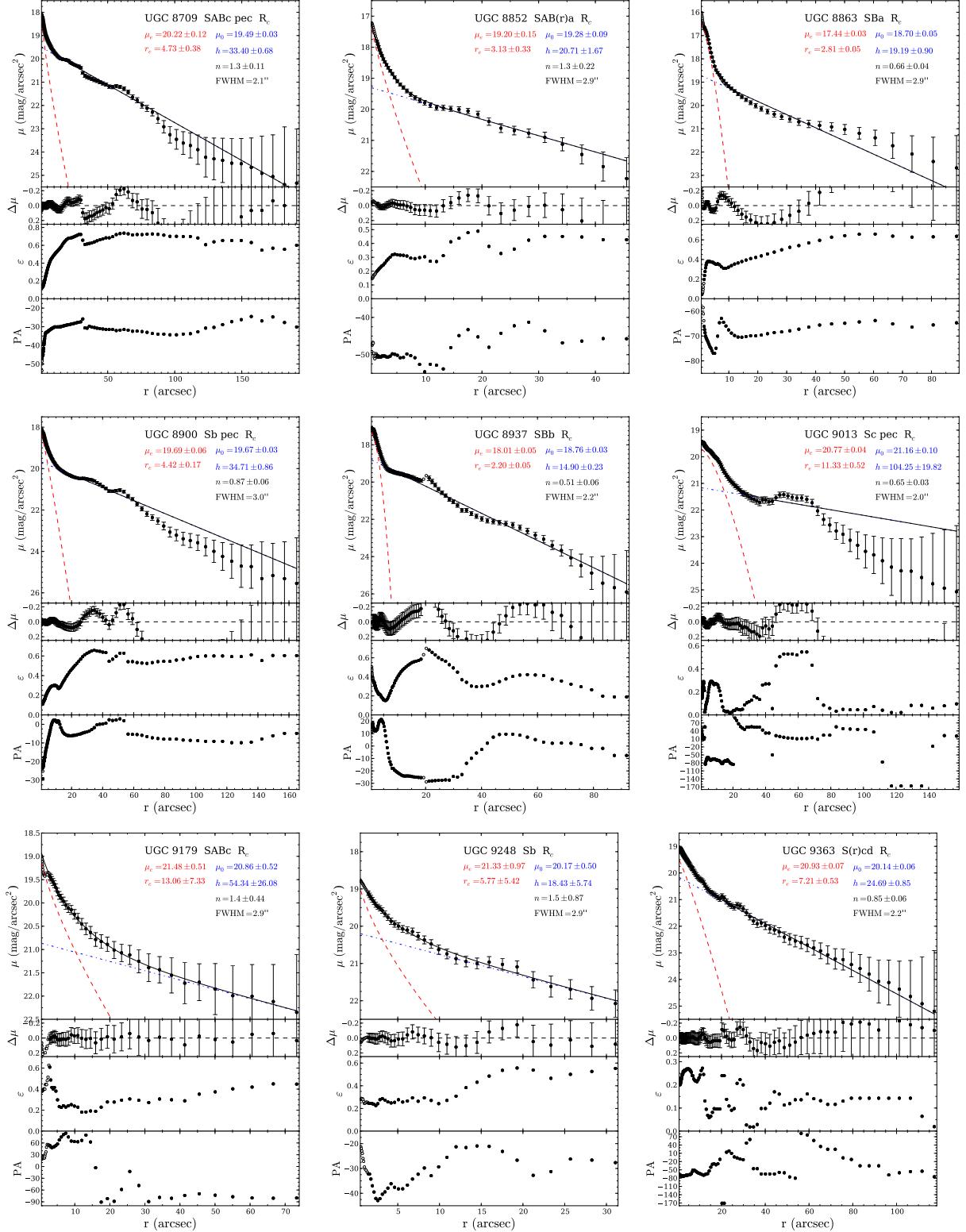


Figura B.1: Continuação

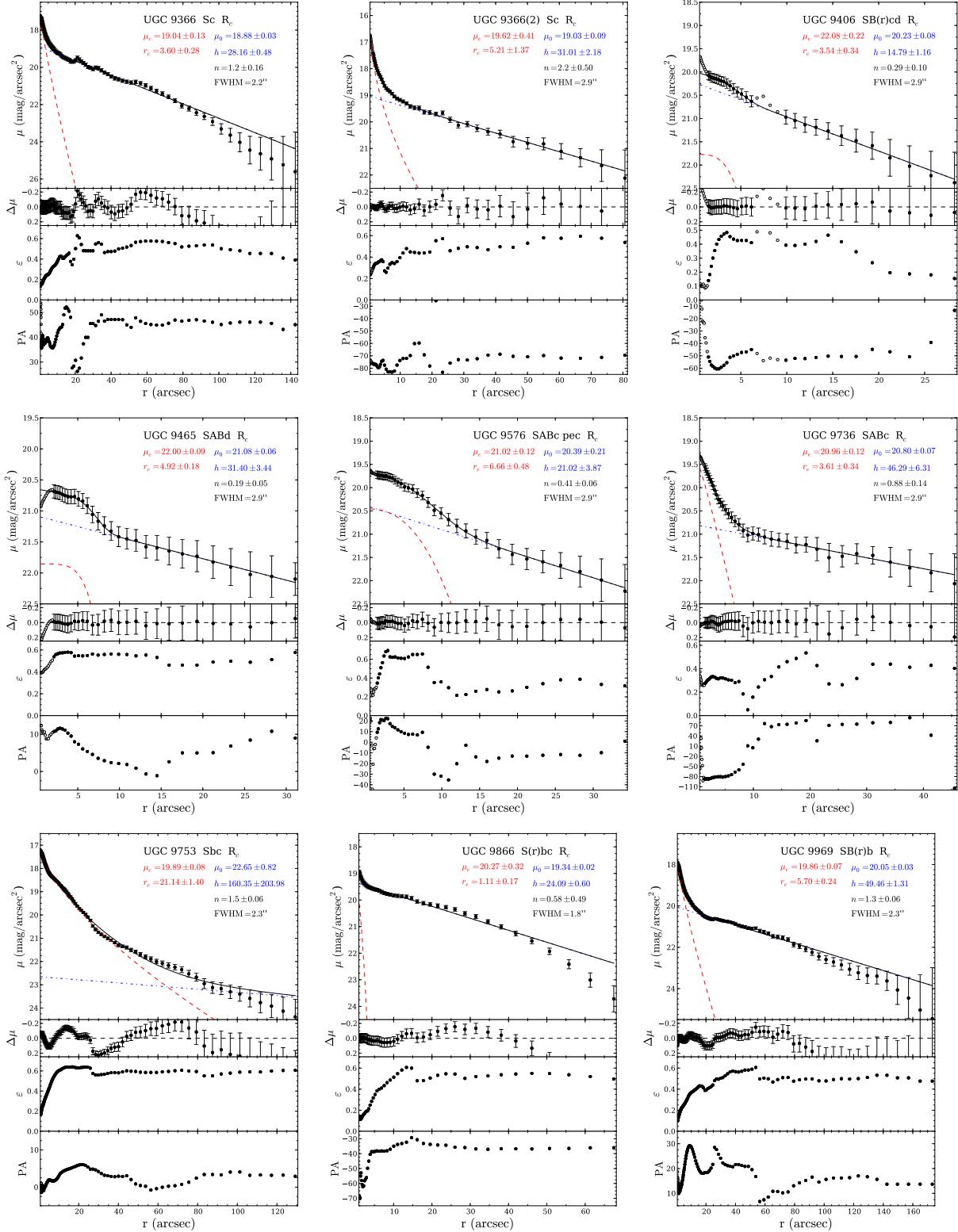


Figura B.1: Continuação

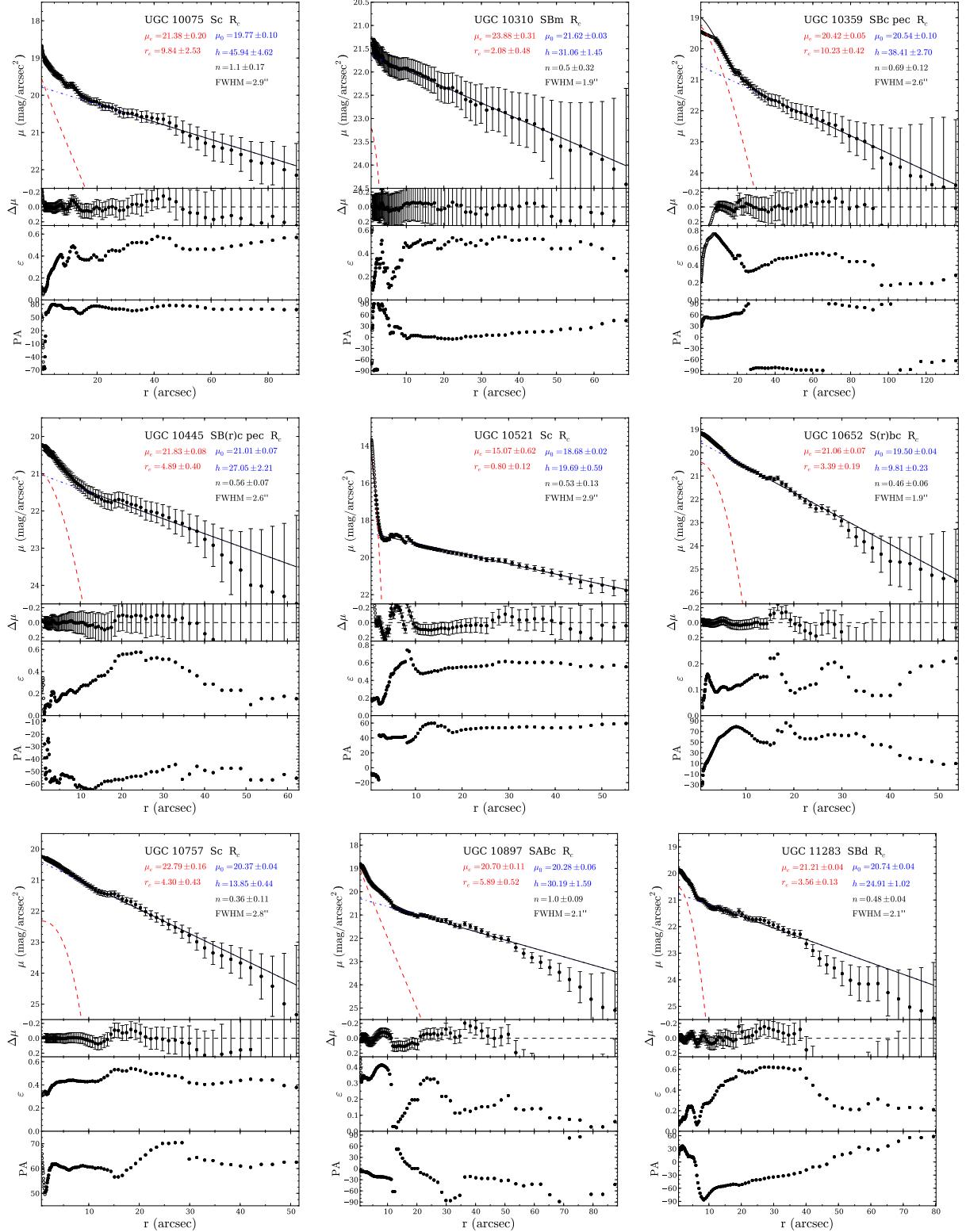


Figura B.1: Continuação

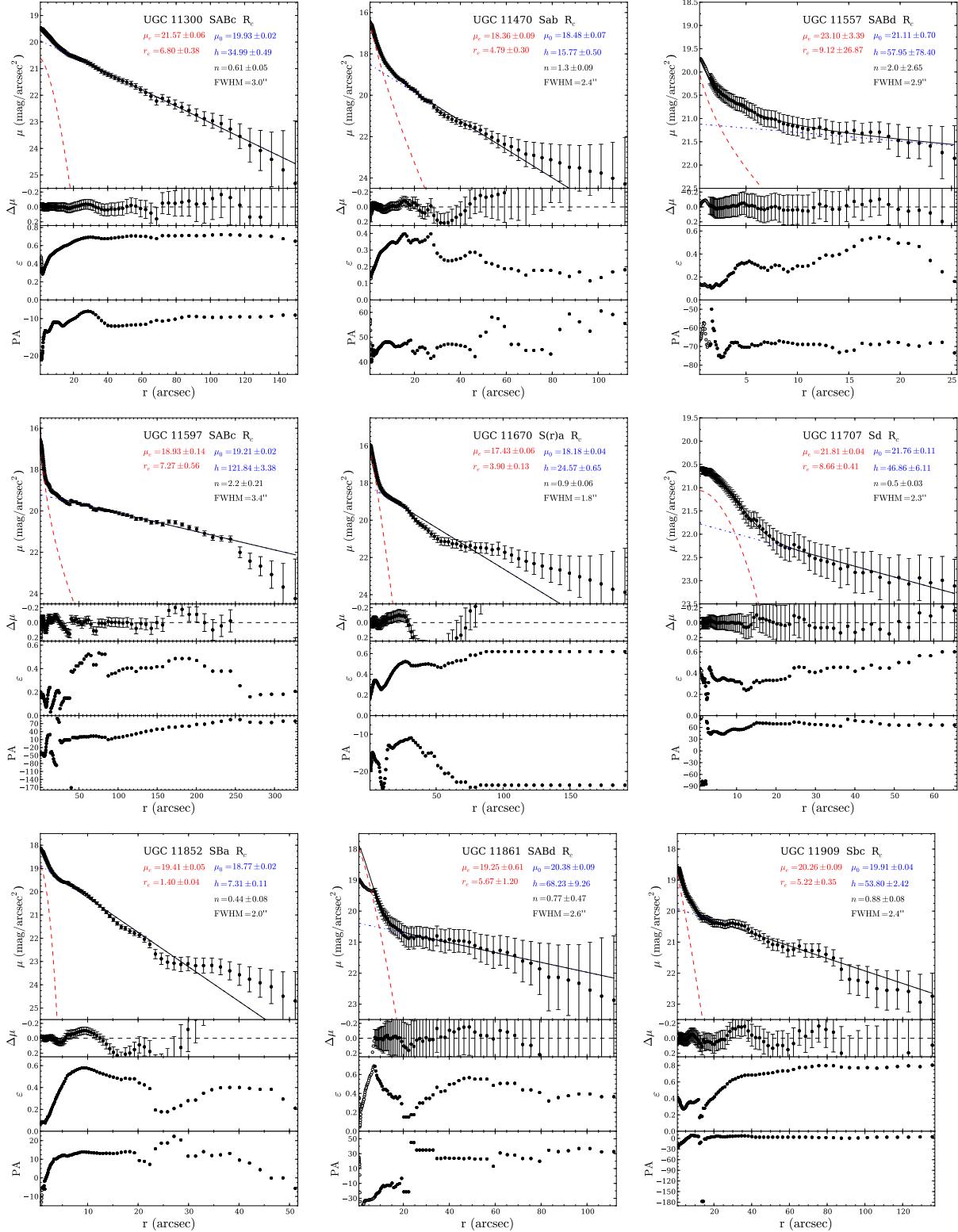


Figura B.1: Continuação

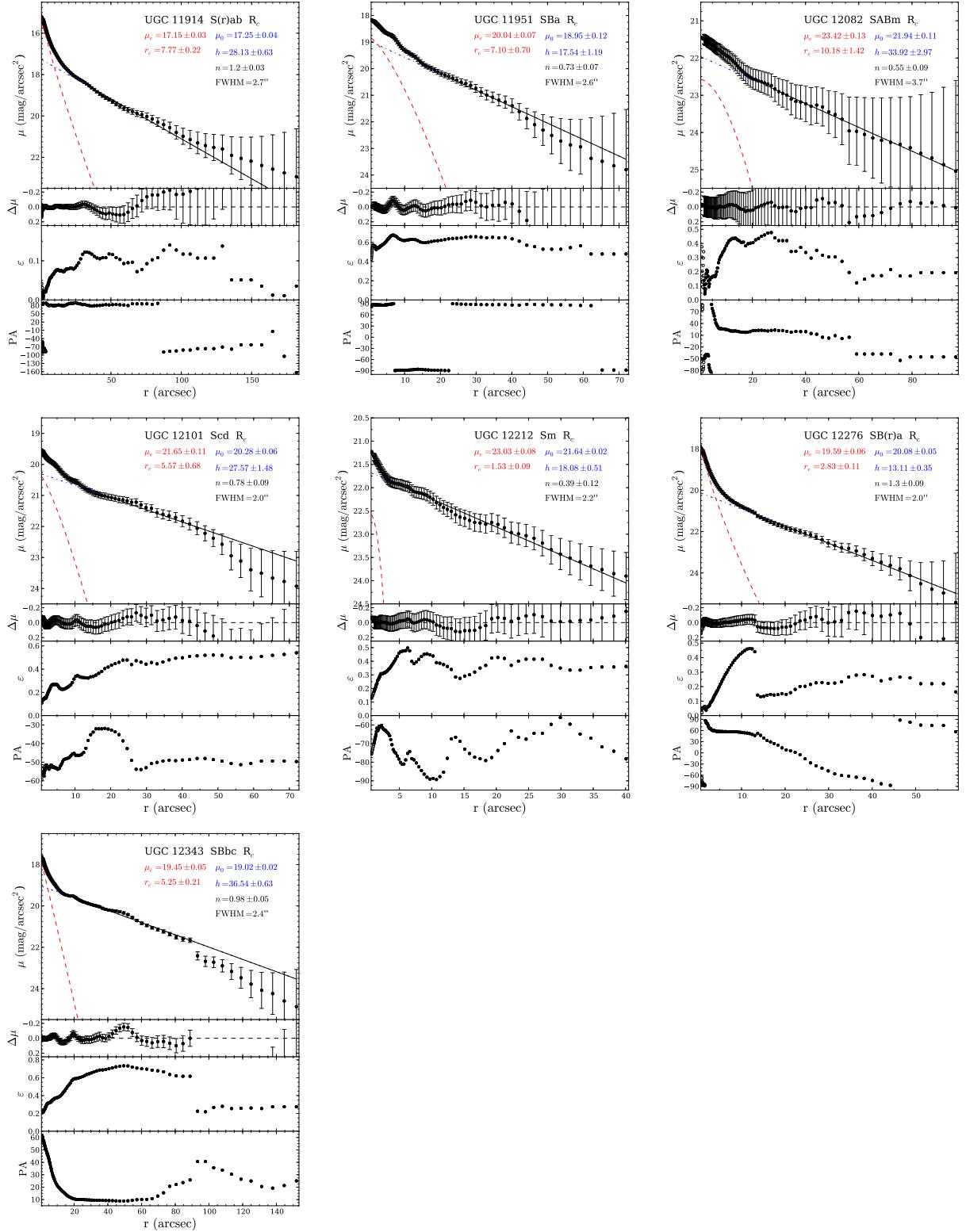


Figura B.1: Continuação