

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE
INSTITUTO DE MATEMÁTICA, ESTATÍSTICA E FÍSICA
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

Dissertação de Mestrado

Morfometria de Galáxias: Assimetria

Juliana Cougo Pereira

Rio Grande
2014

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE
INSTITUTO DE MATEMÁTICA, ESTATÍSTICA E FÍSICA

Morfometria de Galáxias: Assimetria*

Juliana Cougo Pereira

Dissertação realizada sob orientação do Prof. Dr. Fabrício Ferrari (IMEF-FURG) e apresentada ao Instituto de Matemática, Estatística e Física da FURG em preenchimento de requisito parcial para a obtenção do título de Mestre em Física.

Rio Grande
2014

* Trabalho financiado pela Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior (CAPES).

Dedicado a: Antônio Cougo.

Agradecimentos

- Dedico ao meu Avô Antônio Cougo, minha figura masculina preferida ao qual me deu a prova que amor verdadeiro existe. Aos meus pais Inácio e Leila e minha vó Yolanda Cougo, que me deram a vida e seu amor.
- Ao meu fiel companheiro, melhor amigo e meu amor Alex Veloso, obrigada pela compreensão, amor, paciência e toda dedicação que sempre teve para comigo.
- A minha tia Nelci Cougo (In memorian) por todo seu carinho e apoios nesses 2 anos de mestrado, lamento a sua ausência nestes últimos meses.
- Ao meu orientador Fabrício Ferrari pelo apoio, auxílio no caminho da pesquisa e por toda paciência a mim dispensada durante o mestrado.
- A todos meus amigos, colegas e familiares que se alegram hoje com a minha vitória.
- Agradeço de uma forma especial ao colega Ramiro Simões Lopes pela boa vontade na ajuda das correções e sugestões deste trabalho.

Resumo

Este trabalho apresenta um estudo da simetria morfológica estrutural de galáxias. Utilizamos o catálogo de galáxias Frei (1996) e EFIGI, SDSS (Baillard et al. 2011) para determinar a utilidade da assimetria como um parâmetro morfológico e utilizá-la como um classificador que separe as galáxias em seus diferentes grupos morfológicos. Inicialmente estudamos a assimetria A1 como definida por Abraham (1996) quando pudemos identificar algumas desvantagens desta medida. A seguir propusemos medir a assimetria como uma função contínua do coeficiente de correlação entre a imagem original e a imagem rodada, chamada de A2. A principal vantagem de A2 é que a correlação entre duas regiões que contêm principalmente o ruído é zero, não contribuindo para o valor final de A2. Na prática notamos que A2 não é sensível o suficiente para discriminar pequenas regiões de assimetria incorporados em um corpo simétrico, sendo A2 próximo de zero para a maioria das galáxias. Assim, testamos a assimetria (A3) através do uso do coeficiente de correlação de Spearman, que resulta numa melhor distinção dos grupos morfológicos das galáxias estudadas. Ainda neste trabalho, através de análises feitas com a base de dados do catálogo EFIGI, foi adaptada uma relação da assimetria com os outros índices e proposto que esta correlação também poderá servir como um classificador de galáxias.

Abstract

This work presents a study of the morphological symmetry of galaxies. We use the catalog of galaxies from Frei (1996) and EFIGI, SDSS (Baillard et al. 2011) to determine the usefulness of asymmetry as a morphological parameter and use it as a classifier to separate the galaxy in their different morphological groups. Initially we studied the asymmetry A_1 as defined by Abraham (1996). Then we propose to measure the asymmetry as a continuous function of correlation coefficient between the original image and its rotated version, called A_2 and A_3 . The main advantage of $A_{2,3}$ is the correlation between two regions containing mainly noise is zero, not contributing to the final value of $A_{2,3}$. In practice we see that A_2 is not sensitive enough to discriminate small regions embedded in a symmetrical body asymmetry, A_2 being close to zero for most galaxies. Thus, we tested the asymmetry A_3 that uses the Spearman correlation coefficient, resulting in a better discrimination of galaxy morphological groups. Also in this work, we studied the correlation between asymmetry and other morphological indices for the EFIGI catalog.

ÍNDICE

1. <i>Introdução</i>	1
1.1 Galáxias	1
1.2 Formação e Classificação Morfológica das Galáxias	2
1.2.1 Galáxias Elípticas	3
1.2.2 Galáxias Espirais	4
1.2.3 Galáxias Irregulares	5
1.3 Fotometria das Galáxias	8
1.3.1 Massa das Galáxias	8
1.3.2 Determinando a Massa das Galáxias Elípticas	9
1.3.3 Perfis de Brilho	10
2. <i>Morfometria das Galáxias</i>	14
2.1 Morfometria	14
2.2 Sistema CASGM	16
2.2.1 Concentração	17
2.2.2 Assimetria	17
2.2.3 Suavidade	18
2.2.4 Coeficiente de Gini	18
2.2.5 Momentum de Luz	19
2.3 Outros Parâmetros Morfométricos	23
2.3.1 Luminosidade	23
2.3.2 Brilho Superficial	23
3. <i>Assimetria</i>	25
3.1 Variações da Assimetria (A_1)	26
3.1.1 Variações da assimetria em aberturas Elípticas	27
3.1.2 Gráficos gerados a partir do Fotometrika para A_1	28
3.1.3 Gráficos das Galáxias Artificiais	29
3.1.4 Dados	29

3.1.5	Tabela dos Parâmetros Morfológicos das Galáxias gerados com o Fotometrika	31
3.2	Nova Proposta para Assimetria	42
3.3	Morfometria - Base de Dados EFIGI	43
3.3.1	O Catálogo EFIGI	43
3.3.2	Aplicação do Fotometrika a Base de Dados do EFIGI	44
3.3.3	Perfis de Assimetria (Medida de Assimetria)	44
3.3.4	Assimetria como um Classificador de Galáxias	46
3.3.5	Correlação Entre os Índices Morfométricos	48
	<i>Conclusões e Perspectivas</i>	65
A.	<i>Medidas de Assimetria</i>	67
A.1	Tabela de Parâmetros Morfométricos obtidos com o Fotometrika para A_3	67
B.	<i>Ferramentas, Dados e Métodos</i>	69
B.1	Catálogo de FREI et. al (1996)	69
B.2	DS9	69
B.3	Galfit	69
B.3.1	Tabela de Parâmetros Morfométricos obtida com o Galfit	70
B.4	IRAF	71
B.5	Tabela de Parâmetros Morfométricos obtidos com o IRAF	72
B.6	Coefficientes de Correlação	73
B.6.1	Coefficiente de Correlação de Pearson	73
B.6.2	Coefficiente de Correlação de Spearman	74
B.7	Tabela de Comparação dos Parâmetros Morfológicos das Galáxias do Catálogo de Frei et. al (1996) obtidos por Conselice et. al (2000) com os obtidos pelo Fotometrika	74
B.8	Tabela de Comparação dos Parâmetros Morfológicos das Galáxias do catálogo de Frei et. al (1996) obtidos por Lotz et. al 2004 com os obtidos pelo Fotometrika (A_3)	77

Capítulo 1

INTRODUÇÃO

1.1 Galáxias

Uma galáxia é um sistema que possui estrelas, planetas, gás e poeira ligados gravitacionalmente. As galáxias apresentam diferentes formas as quais Hubble (1936) classificou em seu diagrama morfológico como Elípticas, Irregulares e Espirais. Além disso, estas podem ter outras propriedades que as diferenciam em seu próprio grupo, tal como massa, luminosidade, magnitude, simetria. Ao conjunto de medidas das características morfológicas das galáxias damos o nome de morfometria. No século XVIII, já possuíamos conhecimento de certos objetos no espaço, denominados corpos difusos e extensos entre as estrelas denominadas inicialmente de nebulosas. Depois de muito estudar e melhorar a qualidade dos equipamentos de observação, os telescópios, foi constatado que muitos destes corpos faziam parte da nossa própria galáxia. Eram vestígios de gás que as estrelas ejetavam em estágio final de evolução estelar. Mas no entanto aquelas nebulosas que tinham a forma de um espiral não faziam parte de nossa galáxia eram na verdade outras galáxias individuais. Foi por volta de 1775 que o filósofo Alemão Immanuel Kant (1724-1804) propôs que algumas nebulosas poderiam ser consideradas sistemas estelares com características semelhantes ao nosso sistema, mas não estavam exatamente no nosso sistema. As idéias de Kant, foram inicialmente rejeitadas, e são conhecidas como hipótese dos universos-ilha. No início do século XX já tínhamos catalogados cerca de 15000 nebulosas, em aglomerados estelares e outras como nebulosas gasosas. O maior problema era o cálculo das distâncias até elas, pois sem conhecer a que distância essas nebulosas estavam de nós, não tínhamos como saber se pertenciam a nossa galáxia ou não. Nesse período dois cientistas brigavam por idéias opostas, um dizia que as nebulosas espirais pertenciam a nossa galáxia, e outro dizia o oposto, eram eles: Harlow Shapley (1885-1972) e Heber Doust Curtis (1872-1942).

Shapley já havia tentado determinar a forma e o tamanho verdadeiro da Via Láctea. Mas em 1923, depois de vários debates nos Estados Unidos sua ideia foi refutada. Usando o novo telescópio de 100 polegadas de Mount Wilson, Hubble (1889-1953) identificou estrelas variáveis Cefeidas (Estrela variável pulsante de curto período e quase imperceptível a olho nu.) na nebulosa de Andrômeda (M31). Ele percebeu que essas estrelas se comportavam exatamente como as ceifeidas da nossa galáxia. A partir disso Hubble tentou calcular a distância de Andrômeda e achou a distância de 1 milhão de anos-luz. Na verdade a infomação correta e de 2,2 milhões de ano-luz. E assim, sabemos hoje que as galáxias são sistemas gravitacionais independentes.

1.2 Formação e Classificação Morfológica das Galáxias

A maior parte das galáxias possui características que permitem classificá-las como espirais ou elípticas. Edwin Hubble (Hubble, 1936) classificou os vários tipos de galáxias em um diagrama semelhante a um diapasão, onde as elípticas formam um grupo em um dos lados do diapasão e as espirais são divididas no esquema mostrado na Fig 1.1. A classificação é baseada na aparência das galáxias. Na junção dos três braços, Hubble colocou o tipo S0, que combina propriedades de ambos os tipos. Elas têm a forma e o disco das espirais, mas não têm gás e poeira que permitem a formação de estrelas. A velocidade de rotação e a quantidade de poeira crescem das elípticas para as espirais. Apesar dessas diferenças, não existe nenhuma evidência que um tipo de galáxia evolui para o outro. Provavelmente as características que mencionamos aqui são todas determinadas nos instantes de formação de cada uma.

O diapasão de Hubble é útil do ponto de vista de mostrar uma representação visual das informações que antes Hubble (1926) apresentara conceitualmente, porém existem alguma implicações como por exemplo, ele não descartar que possam existir galáxias que são intermediárias de características entre uma Sa ou espiral Sb, ou entre uma espiral normal S e uma espiral barrada SB. Nota-se que há um certo contínuo ao longo da sequência onde se encontram as galáxias elípticas, uma pequena variação de elípticas (E0) para as elípticas mais achatadas (E7). Existem várias galáxias que se encontram fora da classificação de Hubble, ou seja, que não podem ser classificadas facilmente. Entre elas podemos citar as dE (Elípticas

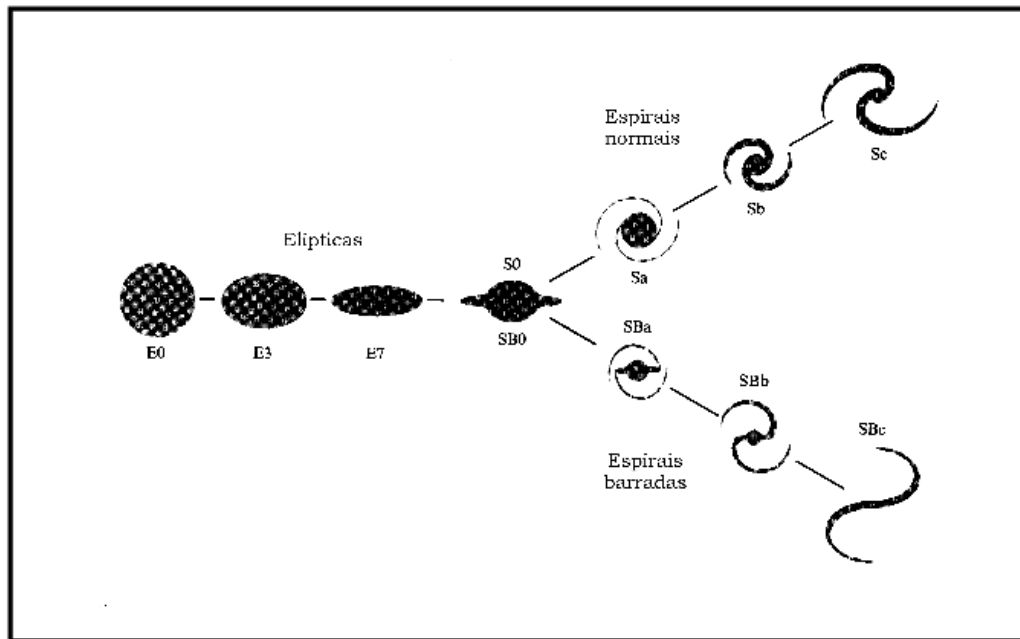


Fig. 1.1: Diagrama de Hubble para classificação de galáxias regulares (Fonte: Shu, pág.294)

Anãs), dEn (Elípticas Anãs com Núcleo), BCD (Blue Compact Dwarf), CD (Elípticas Gigantes), LSB (Low Surface Brightness), AGN (galáxias com Núcleos Ativos), etc.

1.2.1 Galáxias Elípticas

A primeira galáxia elíptica descoberta foi a M32 Fig 1.2 por Guillaume Le Gentil em 29 de outubro de 1749. Hoje sabemos que cerca de um terço das galáxias são elípticas em sua forma. As galáxias elípticas são dominadas por estrelas velhas e são relativamente livres de poeira, elas parecem homogêneas quando vistas em diferentes comprimentos de onda. A subclassificação de elípticas segundo Hubble se dá de acordo com a elipticidade aparente (En , em que $n = 10(1 - b/a)$, b/a é a razão entre os eixos menor e maior). A elipticidade e o achatamento foram características úteis, mas praticamente nenhuma das características físicas das elípticas se correlacionam com este

parâmetro (Kormendy & Djorgovski 1989). O valor de n na classificação En é simplesmente a elipticidade projetada e não é facilmente interpretada em termos de um certo achatamento sem o conhecimento direto da orientação dos planos de simetria. Elípticas luminosas podem ser vistas como triaxiais na estrutura e com um tensor dispersão de velocidade anisotrópica, enquanto elípticas de luminosidade menores são oblatos mais isotrópicas (Davies et al. 1983). As galáxias elípticas não estão em estado de equilíbrio. A luz dessas galáxias é muito mais concentrada em direção ao centro do que nos discos de espirais. Em sua forma as galáxias elípticas são simétricas em torno de alguns eixos. A rotação lenta observada de galáxias elípticas nos diz que o relaxamento violento não foi completo, em particular elas podem não ter relaxado o suficiente para as galáxias desenvolverem um eixo de simetria. Essas galáxias mostram um gradiente na média da velocidade quando as medições são feitas ao longo do eixo secundário aparente. Este estado não poderia durar muito numa galáxia axissimétrica, pois a rotação do eixo menor é geralmente considerado como mais um elemento de prova que pelo menos algumas galáxias elípticas têm formas triaxiais. As estrelas mais brilhantes são gigantes vermelhas e estrelas gigantes assintóticas e as galáxias mais luminosas, são as mais ricas em metais e a primeira vista elípticas parecem livres de poeira e gás. O movimento gravitacional dos aglomerados globulares podem também ser utilizados para testar a matéria escura nos confins das galáxias elípticas. As maiores massas centrais encontram-se onde a dispersão da velocidade é maior, e o teorema do virial encontra o profundo potencial gravitacional.

1.2.2 Galáxias Espirais

São exemplos a M31 e a nossa própria galáxia. Sua identificação é fácil quando vista de frente, apresentam uma clara estrutura espiral. Basicamente possuem um núcleo, um halo, um disco, e braços espirais. O tamanho do núcleo e o grau de desenvolvimento dos braços diferem muito entre as galáxias espirais, então surge a necessidade de uma subclassificação de acordo com o grau de desenvolvimento e enrolamento dos braços espirais: Sa - braços pequenos e bem enrolados, núcleo maior comparado com o disco; Sb - braços médios; Sc - braços grandes e mais abertos, núcleo menor comparado com o disco; A Fig 1.3 é um exemplo de galáxia espiral.

Chamamos de galáxias barradas, aquelas discoidais que apresentam uma



Fig. 1.2: Galáxia M32 (Fonte:<http://www.ccvalg.pt/astronomia/galaxias/>)

estrutura em forma de barra atravessando o núcleo. Como essas barras evoluíram não se tem muita certeza, acredita-se que seja consequência de um tipo de perturbação gravitacional periódica. A população estelar típica das galáxias espirais é constituída de estrelas jovens e velhas e seu diâmetro pode variar entre 20.000 anos-luz e 100.000 ano-luz.

1.2.3 Galáxias Irregulares

As galáxias Irregulares são um tipo de galáxia que tem sua forma completamente indefinida. Elas são classificadas em dois tipos: Irr I e Irr II. Aparentemente possuem uma distribuição aleatória para as estrelas, mas

muitas apresentam uma estrutura espiral incipiente. É possível que a sua forma irregular seja devido a intensa atividade de formação estelar que caracteriza este tipo de galáxias, aliado á sua massa relativamente reduzida (no máximo cerca de 100 vezes menor do que a nossa galáxia). As galáxias irregulares tendem a ser menores do que as espirais e as elípticas, e são mesmo chamadas de galáxias anãs, pois na verdade, o termo galáxia irregular aplica-se a galáxias espirais anãs com estrutura perturbada. Quando Edwin Hubble (1889-1953) propôs o seu esquema de classificação de galáxias conhecido como a forquilha de Hubble, ele simplesmente classificou como irregulares todas as galáxias que não se enquadravam dentro dos tipos espiral e elíptico e a classificação das irregulares utilizada por Hubble revelou-se bastante geral a medida que mais observações de galáxias irregulares foram sendo realizadas. Havia, claramente a necessidade de um refinamento na definição dos tipos de galáxias irregulares. O astrônomo francês, radicado nos Estados Unidos, Gérard de Vaucouleurs (1918-1995) foi o responsável por um grande aperfeiçoamento do sistema de classificação de galáxias de Hubble, entre outras contribuições, ele introduziu uma modificação, no caso das irregulares, com o intuito de se ter uma classificação mais discriminatória. Ele propôs que as irregulares fossem classificadas como uma extensão da classificação das galáxias espirais. Hubble definiu para as espirais os tipos Sa, Sb e Sc, nesta ordem, a-b-c, os bojos estelares diminuem e os braços espirais se abrem. Uma galáxia espiral Sa, por exemplo, apresenta um bojo grande e braços que espiralam bem próximos do bojo, então, de Vaucouleurs criou o novo tipo Sd, em que os braços existem mas começam a apresentar irregularidades na sua definição.



Fig. 1.3: Galáxia M74.(Fonte:hubblesite.org)

1.3 Fotometria das Galáxias

1.3.1 Massa das Galáxias

A massa das galáxias pode ser encontrada a partir do movimento orbital de suas estrelas. As estrelas em uma galáxia mais massiva irão orbitar mais rápido do que aquelas em uma galáxia de massa menor, porque a força da gravidade nas galáxias massivas causará acelerações maiores de suas estrelas (R.J. Butta, *Galaxy Morphology*). Ao medir a velocidade das estrelas, descobre-se a gravidade da galáxia. Como a gravidade depende da massa e da distância, saber o tamanho das órbitas das estrelas permite deduzir a massa da galáxia. Recapitulando, a distribuição de massa em uma galáxia é determinada pelos métodos dinâmicos e fotométricos; o método dinâmico baseia-se no teorema de Virial, e calcula a massa a partir de dados cinemáticos das velocidades de rotação, tais como, dispersões de velocidade, e os movimentos de galáxias satélite. Curvas de rotação são a principal ferramenta para determinar a distribuição da massa dinâmica na Via Láctea e galáxias espirais. O método fotométrico utiliza perfis de luminosidade das observações ótica e no infravermelho, e assume os valores empíricos da razão massa-luminosidade (M / L) para converter a massa em luminosidade. Este método é útil para separar os componentes de massa, tais como bojo, etc, enquanto que a grande incerteza é devido á relação ambígua M / L resultantes a partir da variedade de populações estelares. O método dinâmico é ainda mais categorizado em dois métodos: o método de decomposição e o método direto. O primeiro método ajusta a curva de rotação por meio da curva calculada, assumindo vários componentes da massa como por exemplo um bojo, disco e halo, e ajusta os parâmetros dinâmicos de cada componente, o outro método é o método direto, com o qual a distribuição de massa pode ser diretamente calculada a partir dos dados de velocidades de rotação (Yoshiaki Sofue, *The Mass Distribution and Rotation Curve in the Galaxy*).

Uma característica peculiar das galáxias espirais são que grande parte das estrelas estão confinadas no plano do disco, com órbitas aproximadamente circulares, e suas velocidades estão relacionadas com a distância da estrela ao centro da galáxia. As velocidades de rotação em cada ponto são obtidas a partir da medição do deslocamento do efeito Doppler das linhas espectrais,

que irão variar em relação ao observador se o objeto está se afastando ou se aproximando. A Fig 1.4 mostra as principais características dos diferentes tipos de galáxias.

1.3.2 Determinando a Massa das Galáxias Elípticas

O Teorema do Virial, nos permite determinar a massa de galáxias elípticas, em que segundo o qual num sistema estacionário, verificamos que o dobro de sua energia cinética e a soma da energia potencial gravitacional se anulam, dando-nos como resultado a seguinte equação:

$$E_G + 2E_C = 0 \quad (1.1)$$

em que E_G é a energia potencial e E_C é a energia cinética. Quando analisamos uma galáxia podemos entendê-la como um sistema estacionário, já que não se expande ou se contrai significativamente, e relacionamos as suas estrelas como partículas. A expressão que relaciona a energia cinética das estrelas na galáxia pode ser dada por:

$$E_C = \frac{Mv^2}{2} \quad (1.2)$$

onde M seria a massa total da galáxia e V representa a velocidade das estrelas, o qual podemos medir analisando o alargamento das linhas espectrais. Então analogamente podemos definir a expressão que dará o valor da energia potencial gravitacional por:

$$E_G = \frac{-GM^2}{2R} \quad (1.3)$$

em que R corresponde ao raio médio da galáxia que poderá ser calculado a partir da distribuição de luz incidida. E quando combinamos as equações anteriores chegamos ao seguinte resultado:

$$E_C = \frac{2V^2(R)}{2} \quad (1.4)$$

$$M = \frac{2RV^2}{G} \quad (1.5)$$

O cálculo de massa de aglomerados de galáxias é similar ao método anterior, levando em consideração que as mesmas são estacionárias, então considerando cada galáxia como uma partícula do sistema, usamos a análise de alargamento das linhas espectrais para o cálculo da energia cinética.

1.3.3 Perfis de Brilho

Caracterizam a distribuição de matéria luminosa. O estudo dos perfis de brilho de galáxias (isto é, o estudo da luminosidade de galáxias como uma função do seu raio medido a partir do centro dos mesmos) é correlacionado com as propriedades físicas e morfológicas da sua galáxia e tem sido uma importante fonte de estudo nos últimos vinte anos. Estudos mostram a variação de composição estelar para a correlação entre os perfis de brilho e o tipo de Hubble, por exemplo, a correlação entre a população estelar foi estudada e provada ser uma boa fonte de informações sobre como a formação estelar pode ser analisada em discos galácticos (ver de Jung, 1996 ou Martin & Kennicutt de 2001, por exemplo). Apesar de um estudo recente realizado por van der Wel (2008) mostrar, por exemplo, que existe uma forte correlação entre o tipo morfológico e o perfil de brilho de Sérsic, algumas limitações surgem sobre o que realmente significa a morfologia, como afirma em sua obra. Os perfis radiais tem uma variação do brilho superficial em função da distância ao centro da galáxia e podem ser medidos ao longo de certas direções ou em isofotas na qual adotamos algumas expressões empíricas como a do perfil de de Vaucouleurs e a Lei de Sérsic, adotada neste trabalho. O modelo de José SERSIC (1963, 1968) $R^{1/n}$, descreve a forma como a superfície projetada de intensidade I varia de acordo com o raio projetado R , de tal forma que:

$$I(R) = I_n \exp\left[-b_n \left(\left(\frac{R}{R_n}\right)^{\frac{1}{n}} - 1\right)\right] \quad (1.6)$$

I_n é a intensidade e o R_n é o raio efetivo que envolve metade do total de luz a partir do modelo (Ciotti 1991; Caon et al 1993). O termo b_n (aproximadamente $1.9992n - 0,3271$ para $0,5 < n < 10$, Capaccioli 1989) não é um parâmetro, mas depende do terceiro parâmetro de modelo, n , que descreve a forma, isto é, a concentração, o perfil de luz. Os centros das galáxias luminosas têm sido conhecido por possuir núcleos, de modo que o perfil de brilho é achatado no centro (por exemplo, King & Minkowski 1966 e King & Minkowski 1997). Após o abandono do modelo King e a falta de um núcleo achatado no modelo $R^{1/4}$, Crane et. al.(1993), Ferrarese et.

al.(1994), Forbes et al. (1994) e Jaffe et al.(1994) utilizaram um modelo de lei de potência dupla para descrever os perfis de luminosidade interior de grandes galáxias. Grillmair et al.(1994), Kormendy et al.(1994) e Lauer et al.(1995) também adotaram um modelo de lei de potência dupla, mas um com um adicional, quinto, parâmetro para controlar a nitidez da transição. O modelo, que eles chamaram de lei Nuker, para descrever as regiões nucleares de galáxias (após a exclusão de qualquer excesso de luz aparente), tem a mesma forma funcional como o modelo de lei de potência dupla apresentado por Hernquist (1990) para descrever a densidade interna das galáxias (Zhao, 1996). No entanto, estes modelos duplos da lei da potência, nunca foram destinados para descrever toda a extensão radial de distribuição estelar de uma galáxia, e eles não forneceram nenhuma ligação com o ($R^{1/4}$) perfil radial exterior. Esta desconexão acabou por ser a sua queda. Isto foi ilustrado pela primeira vez em uma série de diagramas por Graham et al. (2003), que revelou que nenhum dos parâmetros do modelo Nuker eram robustos e, como tal, não pode fornecer quantidades físicas significativas. Por exemplo, Trujillo et al.(2004) relataram que o raios-core derivados de Nuker tinham um factor de cinco vezes maior do que o raio da lei de potência interna, rompendo assim com o perfil externo $R^{1/4}$ resultado reiterado por Dullo & Graham (2011). Dado que Caon et al.(1993) e Donófrío et al. (1994) havia estabelecido que a função Sersic se encaixa nos perfis de brilho de galáxias elípticas muito bem ao longo de um grande alcance dinâmico, é possível identificar com confiança desvios desses perfis. Com base no trabalho de Caon et al.(1993), Graham et al.(2003) introduziu-se o modelo core-Sersic, que foi aplicado em Trujillo et al.(2004). O modelo representa uma modificação ao modelo de Sersic. O perfil de de Vaucouleurs não se aplica às regiões centrais: em algumas galáxias o perfil se achata; em outras apresenta um crescimento forte - esse comportamento depende da luminosidade. O problema para determinar o perfil na região central depende do seeing, que é o borramento na imagem produzido pela turbulência atmosférica e da PSF - Point Spread Function (função de espalhamento do ponto) que é o perfil observado de uma fonte puntual (como uma estrela). Em primeira aproximação a PSF é uma gaussiana e o seeing é medido pela largura á meia altura da PSF e onde a (FWHM:full-width at half maximum) pode ser descrita como uma convolução da imagem acima da atmosfera com a PSF. No gráfico da Fig 1.5 a luz cai com a raiz quarta do raio.




Propriedade	ESPIRAIS	ELÍPTICAS	IRREGULARES
			
Massa (M_{\odot})	10^9 a 10^{12}	10^5 a 10^{13}	10^8 a 10^{11}
Diâmetro	5 – 30 (10^3 parsecs)	1 – 1000 (10^3 parsecs)	1-10 (10^3 parsecs)
Luminosidade	10^8 a 10^{11} (L_{\odot})	10^6 a 10^{12} (L_{\odot})	10^7 a 2×10^9 (L_{\odot})
População estelar	Velha e jovem	Velha	Velha e jovem
			
Tipo espectral	A a K	G a K	A a F
Gás	Bastante	Muito pouco	Bastante
Poeira	Bastante	Muito pouca	Varia
Cor	Azulada no disco	Amarelada	Azulada
	Amarelada no bojo		
Estrelas mais velhas	10^{10} anos	10^{10} anos	10^{10} anos
Estrelas mais jovens	Recentes	10^{10} anos	Recentes

Fig. 1.4: Tabela que mostra principais características dos diferentes tipos de galáxias. (Fonte: Kepler e Fátima, 2013)

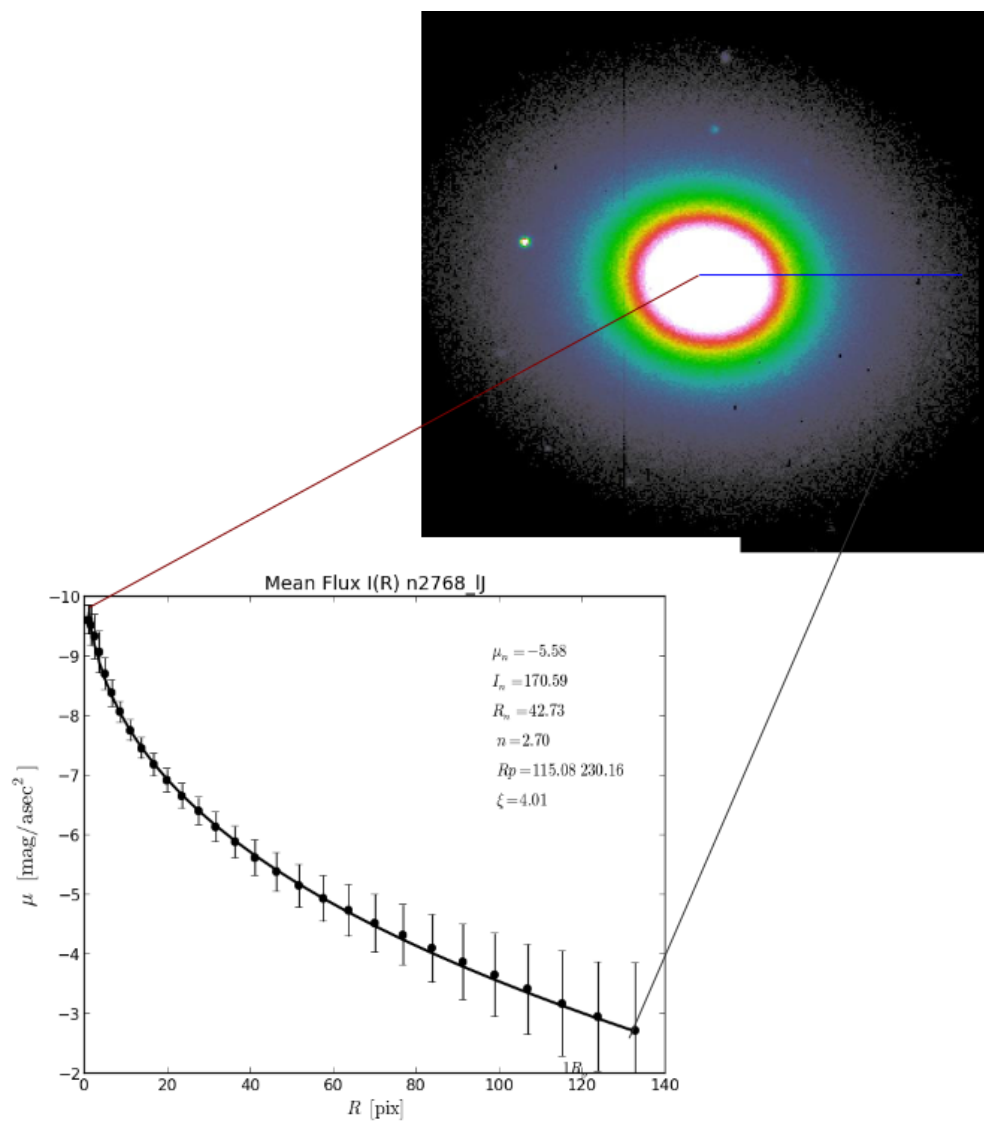


Fig. 1.5: Perfil de luminosidade pelo Hubble Space Telescope (HST), imagem na banda V da galáxia NGC2768 (Fonte: Fotometrika FERRARI, 2014)

Capítulo 2

MORFOMETRIA DAS GALÁXIAS

O processo de classificação de galáxias antes era um exercício puramente manual, onde um observador tentava classificar a galáxia em sua fase adequada, família, variedade, etc, por análise visual. Esse trabalho foi realizado para 14 mil galáxias por Nair & Abraham (2010) e 48.000 galáxias por Schawinski et al.(2007), por um pequeno número de observadores enquanto que por um grande número de observadores que trabalham em conjunto (por exemplo, o projeto Galaxy Zoo) que tem sido feito para um milhão de galáxias. Para tal análise é necessária uma preparação de imagens para realizar a classificação. Isto acarretou a existência de novas aplicações, tais como de métodos automatizados para classificar galáxias. Por exemplo, Nair & Abraham (2010) que abordam galáxias visualmente classificadas em arquivos codificados com o propósito de formar um algoritmo de classificação automática. Existe uma vasta diversidade no que diz respeito a morfologia de galáxias que podem ser encontrados na literatura.

2.1 *Morfometria*

Muitas galáxias não podem ser classificadas pelo esquema de Hubble e isso não se deve a uma falta de resolução nas observações espaciais e sim por propriedades morfológicas não usuais, como por exemplo, núcleos descentrados, caudas, assimetrias, etc. Qual a causa de existirem diferentes tipos de galáxia? Quando os primeiros estudos sobre galáxias iniciaram, o fato de as galáxias elípticas terem estrelas, em geral, mais velhas do que as galáxias espirais, levou os astrônomos a pensarem que as diferenças se deviam a evolução, ou seja, as galáxias quando jovens, seriam espirais e, mais tarde, evoluíam a elípticas. Mas logo esta idéia teve de ser abandonada pela constatação de que

as estrelas mais velhas das galáxias espirais são tão velhas quanto as estrelas mais velhas das galáxias elípticas, e portanto os dois tipos devem ter sido formados na mesma época, quando o Universo tinha cerca de 1 bilhão de anos. Por algum motivo as galáxias elípticas formaram todas as suas estrelas em um breve surto, quando elas eram muito jovens, consumindo a maior parte de seu gás. Nas galáxias espirais a formação estelar ocorreu de forma mais lenta desde o início, preservando parte do gás e continuando a geração de novas estrelas por bilhões de anos. Já na segunda metade do século passado surgiram as duas teorias principais sobre formações e evolução de galáxias: o modelo monolítico propõe que as galáxias se formaram e evoluíram isoladamente pelo colapso de grandes nuvens de gás; o modelo hierárquico propõe que as galáxias se formaram e evoluíram através de encontros sucessivos de mergens. Ambas as teorias assumem que as nuvens de gás que deram origem as galáxias se formaram pela condensação de matéria em certas regiões do espaço devido as flutuações de densidade existentes no Universo primordial. No modelo monolítico, a forma das galáxias seria determinada pela rapidez com que aconteceu a formação estelar (taxa de formação estelar) nuvem em contração, e pela quantidade de rotação (momentum angular) da nuvem. Em nuvens de baixa rotação, a taxa de formação estelar era alta, praticamente todo o gás foi consumido rapidamente e a galáxia resultante é uma elíptica, de forma ovalada e com pouco gás para dar origem a novas estrelas. Em nuvens com alta rotação, e taxa de formação estelar baixa, parte do gás se deposita em um disco, como consequência da rotação da nuvem, a galáxia resultante então é uma espiral, com gás suficiente para manter formação estelar até a época atual. No modelo hierárquico, as pequenas nuvens de gás em contração dariam origem preferencialmente a sistemas puramente discoidais, que evoluíam a galáxias espirais, se sofressem poucas interações entre si, evoluíam a elípticas, no caso de os encontros e fusões serem muito frequentes. Neste modelo, o fator determinante para a evolução da galáxia é o meio em que ela se encontra. Nos últimos 20 anos, o uso de telescópios modernos, que permitem estudar galáxias a grandes distâncias, tem fornecido vários vínculos observacionais para o estudo da evolução das galáxias. Observando galáxias remotas, os astrônomos constataram que no passado havia um grande número de galáxias pequenas, irregulares e com uma taxa muito alta de formação estelar, que não existem no Universo atual, sugerindo que elas se fundiram posteriormente dando origem a galáxias maiores. Outra observação importante é a de que galáxias espirais são raras em aglomerados densos de galáxias, onde as galáxias elípticas predominam. Essas observações em geral

favorecem o modelo hierárquico, pois evidenciam que as estruturas menores se formaram antes das maiores, e que o meio tem influência sobre a evolução das galáxias, pois interações e colisões podem alterar suas morfologias. No entanto, existem contradições, como as indicações de que todas as estrelas de elípticas em uma dada distância (redshift) têm idades similares, o que seriam melhor explicado pelo colapso monolítico, e não por fusões sucessivas. Portanto, no momento não existe uma teoria que dê conta de todos os aspectos observacionais para explicar como as galáxias se formaram e evoluíram até o presente, muito menos uma teoria que possa prever sua evolução futura. Provavelmente acontece tanto a formação monolítica, em galáxias isoladas, quanto a hierárquica, e aglomerados de galáxias.

2.2 Sistema CASGM

Visando o que foi discutido na seção anterior é necessário o uso de um sistema para medir e quantificar a morfologia das galáxias, um sistema não paramétrico com base em alguns modelos analíticos, assim, tais técnicas são igualmente aplicáveis a todos os tipos de galáxias. Um interessante método de classificação não paramétrico foi desenvolvido por Abraham (1996) e nos últimos anos por Conselice (2003) e Lotz et al. (2004) que consiste em um conjunto de cinco índices estruturais que medem propriedades específicas de uma galáxia. Os primeiros três parâmetros, a concentração (C), a assimetria (A) e suavidade (S), apresentados por Abraham (1996) e Conselice (2003), são referidas como o sistema CAS; os dois outros índices, introduzidos por Lotz et al. (2004), são o coeficiente de Gini (G) e a segunda ordem de momentum de luz (M20), assim referimos ao conjunto de índices como sistema CASGM. Como em uma análise visual, o CASGM torna-se menos confiável em caso de baixa resolução ou razão S / N. Para calcular esses parâmetros, precisamos primeiro determinar a extensão da galáxia, que é baseada no raio de Petrosian. O índice Petrosian de galáxias é a proporção entre o brilho superficial médio dentro de um dado raio R $\mu(r < R)$ e o brilho superficial em R, $\mu(R)$. O Raio Petrosian (PETROSIAN, 1976) R_p é o raio onde a função Petrosiana tem determinado valor, usualmente 5.

$$\eta(R) = \frac{\langle I(r < R) \rangle}{I(R)} \quad (2.1)$$

$$\eta(R_p) = 5 \quad (2.2)$$

2.2.1 Concentração

O índice de concentração é a relação entre os raios de uma abertura interna (circular ou elíptica) e dentro de uma abertura externa. O sistema adota a CAS Bershady (2000), de modo que C é definido como:

$$C_1 = 5 \log_{10} \frac{R80}{R20} \quad (2.3)$$

$R80$ e $R20$ são os raios que contêm os 80% e os 20% do total de luz da galáxia, respectivamente. Os valores típicos de C estão entre 2 e 5: galáxias elípticas e sistemas esferoidais costumam ter $C > 4$, galáxias de disco tem $3 < C < 4$, enquanto galáxias com um brilho superficial baixo ou uma dispersão baixa de velocidade tem $C < 2$.

Alternativamente, define-se outras frações, como por exemplo

$$C_2 = 5 \log_{10} \frac{R90}{R50} \quad (2.4)$$

C_1 é mais afetada pela PSF porque $R20$ é medida na região central; C_2 é mais afetada por ruído de fundo porque $R90$ é medida na galáxia em partes exteriores que possuem menor S/N. O efeito é mais visto em C_1 do que o ruído tem em C_2 . Além disso poderemos ver no próximo capítulo que C_2 separa melhor as diferentes classes de galáxias.

2.2.2 Assimetria

A assimetria A (CONSELICE, 2000), é um parâmetro quantitativo baseado na comparação de uma imagem original com o seu homólogo rotacionado.

$$A = \sum_{i,j} \frac{|I(i,j) - I180(i,j)|}{\sum_{i,j} |I(i,j)|} - B \quad (2.5)$$

Em princípio A é direto e rápido para medir a sua forma mais simples. Com base em um ângulo de 180° foi desenvolvido o algoritmo com a finalidade de analisar a assimetria em várias etapas. Seja I é a imagem da galáxia e $I180$ a rotação de imagem por cerca de 180° do pixel central da galáxia e B é a medida assimétrica do fundo. A é a soma em todos os píxeis do centro da galáxia. No capítulo 3 falaremos mais detalhadamente sobre a assimetria. A Fig 2.1 mostra a representação da concentração, assimetria e suavidade.

2.2.3 Suavidade

O índice S foi introduzido por Conselice (2003) para quantificar os remendos da galáxia, que é a fração de luz que vem das estruturas de pequena escala, tais como aglomerados de formação de estrelas. É definida como a razão do fluxo contido nas características de alta frequência, ou seja, imagens turvas para o fluxo total da galáxia, e é calculada subtraindo uma cópia da imagem original, e em seguida, normalizando pelo fluxo total da galáxia, ou seja, substituindo por versões mais suavizadas. O valor é então corrigido pela equação:

$$S = \sum_{i,j} \frac{|I(i,j) - I_s(i,j)|}{\sum_{i,j} |I(i,j)|} - \sum_{i,j} \frac{|B(i,j) - B_s(i,j)|}{\sum_{i,j} |I(i,j)|} \quad (2.6)$$

onde I e B são as imagens originais da galáxia e do fundo, respectivamente, enquanto I_s e B_s são as partes turvas da imagem. A região até $0.25R_p$ do núcleo é excluída do cálculo, porque isso daria uma maior contribuição da suavidade, que não está ligado a uma região de intensa formação de estrelas novas. Além disso, os valores negativos após a subtração da imagem suavizada são forçados a zero (Conselice 2003). Grandes valores de S indicam que a maior parte da luz da galáxia é acumulada e agrupada nas estruturas, enquanto que valores baixos de S indicam que a distribuição da luz é suave (isto é, em galáxias elípticas).

2.2.4 Coeficiente de Gini

O coeficiente de Gini é uma medida de desigualdade, utilizada para calcular a desigualdade de distribuição de renda mas pode ser usada para qualquer distribuição. $G = 0$, completa igualdade de renda; $G = 1$, completa desigualdade, toda renda pertence apenas a uma pessoa. O coeficiente de Gini é calculado no mapa segmentação e representa uma espécie de índice de concentração generalizada, na verdade, diz se a luz é distribuída uniformemente no interior da galáxia e que não depende de qualquer centro particular Fig 2.2. Este índice pode variar entre zero, no caso de uma distribuição perfeitamente uniforme, a um, em que no caso toda a luz do objecto é concentrada num único pixel. O coeficiente de Gini se calcula como uma razão das áreas no diagrama da curva de Lorenz.

G = distribuição relativa de fluxo em pixels da galáxia.

$G = 0$ para a sociedade totalmente igualitária (brilho superficial uniforme)

$$G = \frac{1}{|Xn|n(n-1)} \sum_{i=1}^N (2i - n - 1)|Xi| \quad (2.7)$$

2.2.5 Momentum de Luz

O coeficiente $M20$ mede o quão longe do centro estão localizados os pixels mais brilhantes da galáxia. Ele baseia-se na quantidade de movimento total de segunda ordem M_{TOT} de luz, que é a soma de todos os pixels do mapa de segmentação de fluxo com os pixels multiplicado pela sua distância ao quadrado do centro:

$$M_{tot} = \sum_i^N k_i = \sum_i^N f_i[(X_i - X_c)^2 + (Y_i - Y_c)^2] \quad (2.8)$$

As variáveis X_c e Y_c são as coordenadas da galáxia no centro, que é agora definido como o pixel que minimiza o valor de M_{tot} . O coeficiente de $M20$ é o segundo momentum dos pixels 20% mais brilhantes da galáxia. Ao computá-lo, seguimos um procedimento semelhante ao seguido por Lotz et. al (2004). Os pixels do mapa de segmentação são classificados a medida que diminuem. Então os correspondentes momentos de M_i são somados, até a soma dos pixels brilhantes igual a 20% do fluxo total da galáxia, finalmente, este valor é normalizado por M_{tot} , então:

$$M_{20} = \log_{10} \frac{\sum M_i}{M_{tot}} \quad (2.9)$$

A normalização remove dependências do tamanho do objeto e do fluxo total, fazendo com que $M20$ seja menos sujeito a efeitos de inclinação, assim ao ponderarmos sobre o quadrado da distância do centro, este índice é especialmente adequado para a detecção de sistemas de núcleos duplos (tais como galáxias em fase final de fusão), porque os pixels mais brilhantes do sistema estão fora do centro e dão uma grande contribuição para o valor de $M20$. O sistema CASGM também baseia-se no Raio Petrosian, que, baseando-se numa curva de crescimento, é independente do tamanho da galáxia e em

grande parte insensível tanto a relação S / N quanto ao brilho da superfície das fontes (Lotz et al.2004). Esses índices estão relacionados á morfologia das galáxias, sendo que os parâmetros CASGM foram calibrados através do catálogo Frei et al. (1996). Além disso, vinculando pares de índices CASGM, eles definiram algumas sequências confiáveis, que permitem a separação da fusão de galáxias. Lotz et al.(2004) estudou os erros típicos associados as medições CASGM analisando o catálogo Frei et al.(1996) de imagens e as imagens do SDSS da mesma amostra de galáxias. Essas diferenças fornecem uma estimativa média das incertezas sobre os índices, de fato: (i) tomam implicitamente em conta o ligeiro efeito de alisamento introduzida pelo Montage (porque o catálogo Frei et al.(1996) sempre pertenceu a um único frame), (ii) levam em conta as diferenças devido á resolução e qualidade da imagem (porque Frei et al (1996) tem uma resolução mais baixa, então eles são semelhantes ás imagens do SDSS em redshifts maiores).

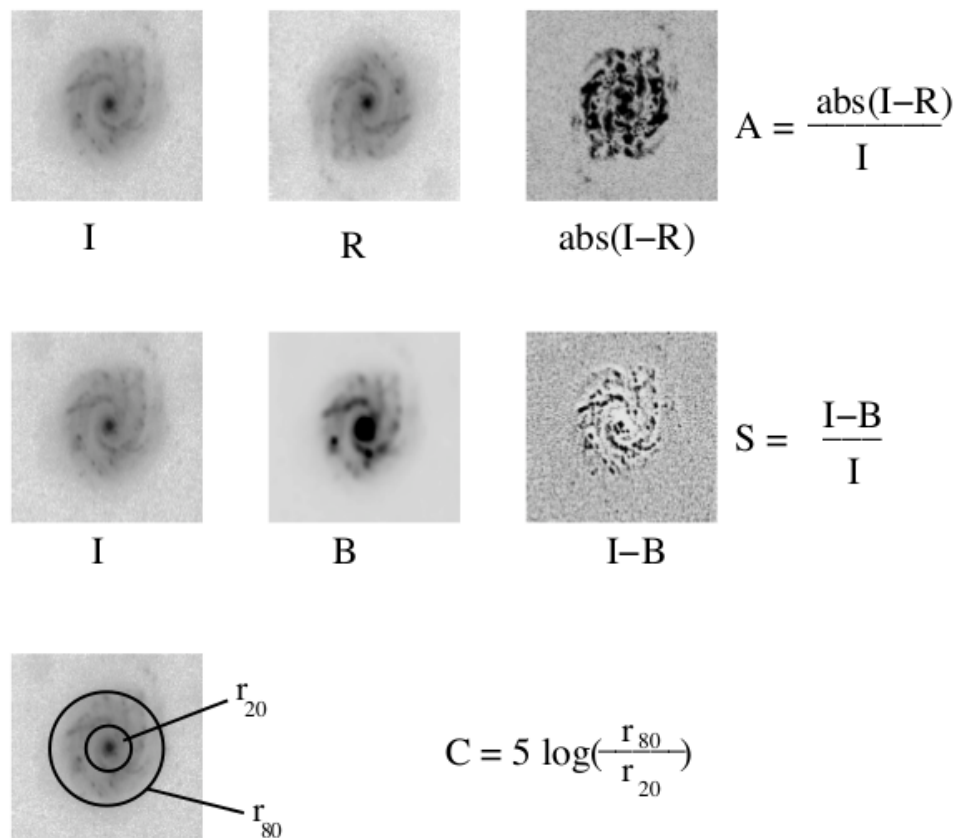


Fig. 2.1: Os 3 painéis acima mostram: 1º: a imagem da galáxia (I), a imagem rotacionada (R) e a diferença entre elas (abs(I-R)) (O índice R expresso na figura é o mesmo I180, ou seja, a imagem rotacionada que mencionamos no texto para a assimetria); 2º: mostra a relação descrita no texto para a obtenção da suavidade e a 3º a relação para se obter a concentração.

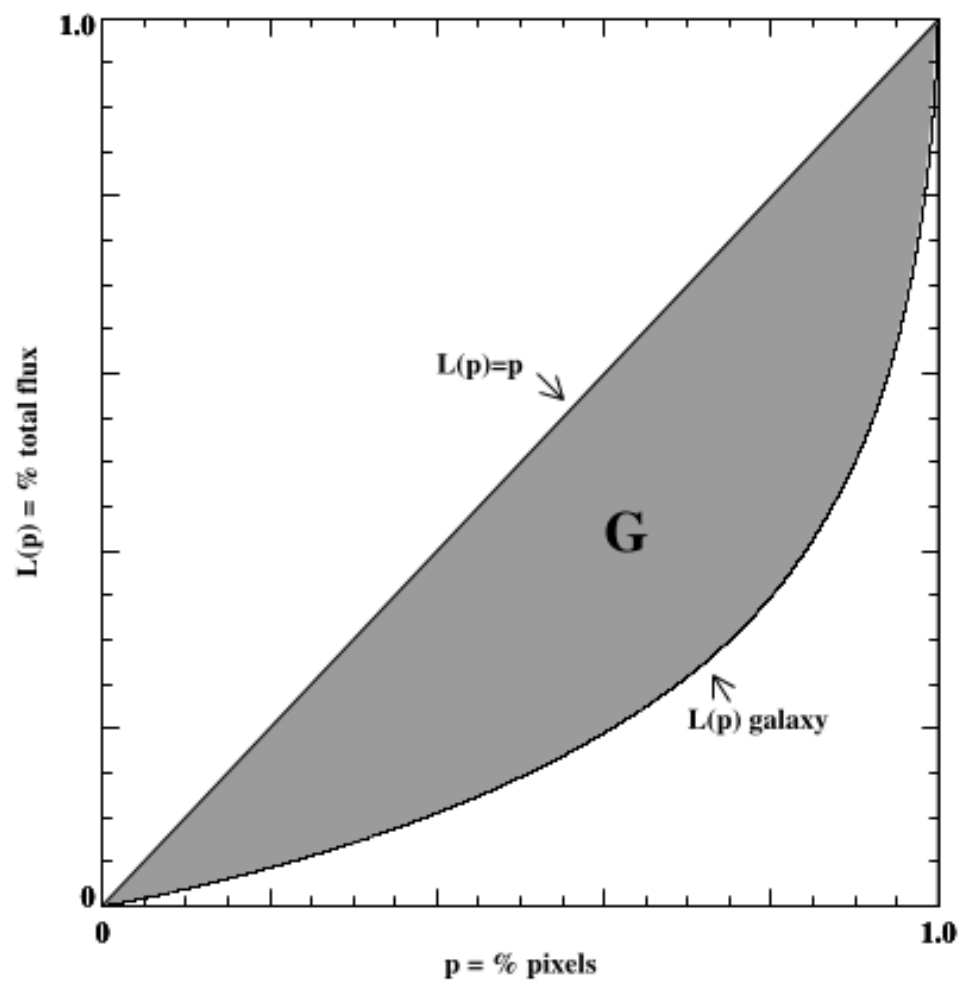


Fig. 2.2: O Coeficiente de Gini é a área entre a curva de Lorenz e a distribuição equitativa de pixel da galáxia (região cinza). Curva dada para a galáxia S0 NGC 4526, $G=0.59$.(Fonte: Lotz 2003)

2.3 Outros Parâmetros Morfométricos

2.3.1 Luminosidade

A luminosidade de uma galáxia proporciona informações sobre a quantidade de estrelas nela presentes, sendo que luminosidade total se refere ao fluxo integrado de toda a galáxia. Em geral se mede o fluxo integrado dentro de uma área estabelecida, que pode ser um círculo de determinado raio, ou uma determinada isofota (curvas de brilho superficial constante), se a isofota for suficientemente fraca, a magnitude integrada assim obtida se aproxima bastante da magnitude total, e se a distância da galáxia for conhecida pode-se estimar sua magnitude total absoluta. Os efeitos de luminosidade são evidentes na morfologia das galáxias através de diferenças de brilho superficial entre gigantes e anãs, e através da sofisticação da estrutura, tais como braços espirais. Van den Bergh (1998) descreve o sistema de classificação que leva em conta os efeitos de luminosidade utilizando um conjunto de classes de luminosidade que são análogos aos utilizados para as estrelas. A nomenclatura se da seguinte forma: I (galáxias supergigantes), II (galáxias gigantes brilhantes), III (galáxias gigantes), IV (galáxias subgigantes) e V (galáxias anãs).

2.3.2 Brilho Superficial

O brilho superficial é o fluxo por unidade de área medido para galáxia. Na Terra, o medimos como fluxo por unidade de ângulo sólido que chega ao observador. Geralmente é representado pela letra I , e a magnitude superficial correspondente ($mag/segarc^2$) pela letra μ :

$$\mu = -2,5 \log I + cte \quad (2.10)$$

O brilho superficial tem as mesmas dimensões de intensidade específica, e portanto não varia com a distância: o fluxo por unidade de área que sai da galáxia é igual ao fluxo por unidade de ângulo sólido que chega à Terra, independentemente da distância, pois se o fluxo diminui com o inverso do quadrado da distância, o ângulo sólido diminui seguindo a mesma lei, de maneira que a razão entre eles permanece constante. A distribuição de brilho superficial da informações importantes sobre a estrutura interna da galáxia.

O sistema CASGM baseia-se no raio Petrosian, que, sendo baseado em uma curva de crescimento, é independente do tamanho da galáxia (pois estimamos um tamanho de $2R_P$; R_5) e em grande parte insensível tanto á relação S / N como ao brilho da superfície de fontes (Lotz et al. 2004). Esses índices estão relacionados com a morfologia das galáxias, além disso, ligando pares de índices CASGM, definem-se algumas sequências fiduciais, que permitem a separação das galáxias.

Capítulo 3

ASSIMETRIA

Simetria sempre foi uma das características mais básicas e premissas da maioria dos sistemas morfológicos das galáxias, mas também uma das mais esquecidas para um estudo mais detalhado. O mais antigo estudo é o de Curtis (1918) e Hubble (1926) que descreveu galáxias em termos da sua simetria, na maioria dos casos, uma simetria de 180 graus. Hubble (1926) descreve as galáxias elípticas e espirais em seus termos mais básicos como sistemas caracterizados pela simetria de rotação em torno dos núcleos, de fato os sistemas mais simétricos de galáxias possuem, quase sempre um mínimo de assimetria em uma rotação de 180 graus. Modelos de galáxias muitas vezes, assumem que a distribuição em massa de uma galáxia é simétrica. As galáxias são, de primeira ordem, sistemas dinamicamente relaxados, assim compreender como e de que maneira a distribuição de luz nas galáxias e assimétrica pode ajudar a revelar processos dinâmicos nas galáxias, por exemplo, galáxias perturbadas por interações ou fusões tendem a ter grandes assimetrias. Por algum tempo, houve um esforço considerável para caracterizar a assimetria no gás HI em galáxias espirais (eg Baldwin et al 1980; Richter & Sancisi 1994) e as tentativas de fazer isso em luz óptica são relativamente recentes (por exemplo, Rix & Zaritsky 1995; Kornreich, Haynes, & Lovelace 1998; Rudnick & Rix 1998). Técnicas diferentes foram desenvolvidos nas últimas décadas (Byun Freeman, 1995; Abraham et al, 1996; Levré F. et al. 2000; Patton et al. 2000, 2002; Peng et al. 2002; Blanton et al. 2003; Conselice 2003; Lotz, Primack & Madau 2004; Scarlata et al. 2007), mas ainda não há um método que tenha sido provado ser claramente superior aos outros. A utilização quantitativa de assimetria como um parâmetro morfológico foi utilizado pela primeira vez por Schade et al.(1995), como uma caracterização de galáxias distantes observados com o Telescópio Espacial Hubble (HST). A simetria de galáxias em imagens do HST foi realizada por Abraham et al. 1996a, 1996b

e van den Bergh et al. (1996), estes autores, no entanto, utilizam assimetria como um tipo de caracterização de galáxias distantes no quadro da sequência de Hubble. Tentativas de caracterizar a assimetria de galáxias próximas, e sua utilidade morfológica dentro das estruturas existentes foi primeiramente realizada por Conselice (1997).

3.1 Variações da Assimetria (A_1)

Nesta seção, descreve-se a análise da assimetria através da implementação de métodos computacionais. Inicialmente estudamos a assimetria como definida por Abraham (1996), em que a parte fundamental deste trabalho é confiada para o Fotometrika (FERRARI, 2014), cuja tarefa é calcular os índices estruturais CASGM. O Fotometrika foi desenvolvido em Python, um nível elevado de programação orientada a objetos, com uma extensa biblioteca padrão e a possibilidade de importar módulos adequado para a manipulação de dados científicos e imagens astronômicas. A descrição detalhada da implementação do algoritmo é feita neste capítulo. O fluxo de trabalho e softwares foram testados por Frei et al. (1996) catálogo e EFIGI que são detalhados mais adiante. Este catálogo apresenta uma amostra de galáxias próximas, galáxias bem resolvidas, e, portanto, é adequado para testar a confiabilidade do algoritmo, os efeitos secundários possíveis e melhorias na implementação dos índices CASGM, além de já ter sido testado por vários autores, permitindo assim uma comparação nos dados obtidos por estes autores. A assimetria das galáxias foi o principal objeto de estudo deste trabalho, pois o interesse foi relacionado ao comportamento da assimetria em grupos distintos de galáxias e verificar se isso poderia interferir na evolução das galáxias. Como foi visto anteriormente, a assimetria é definida como sendo um parâmetro quantitativo baseado na comparação de uma imagem de origem com o seu homólogo rodado.

$$A_1 = \sum_{i,j} \frac{|I(i,j) - I180(i,j)|}{\sum_{i,j} |I(i,j)|} - B \quad (3.1)$$

Em que I é a imagem da galáxia e $I180$ é a rotação de imagem exatamente 180° do pixel central da galáxia e B é a medida assimétrica do fundo. A é a soma em todos os pixels do centro da galáxia. O método para calcular a assimetria é simples mas deve ser feito cuidadosamente. A imagem da

galáxia é girada 180° em seu centro, e então a rotação da imagem é subtraída da imagem original com os dois centros alinhados. Assim um mapa residual de todos os componentes assimétricos da galáxia é então criado, este processo é realizado separadamente para cada imagem. Esta razão nunca é mais de 1 e nunca inferior a 0, um valor para $A = 0$ corresponderia a uma galáxia completamente simétrica um valor de $A = 1$ corresponderia a uma galáxia que é totalmente assimétrica. Este índice de assimetria usado por Abraham et. al (1996.b) é computado aqui de uma maneira semelhante. Há uma série de fatores que influenciam os resultados de uma medição de simetria, pois se uma galáxia é muito distante então a resolução da galáxia será menor do que a resolução de uma galáxia próxima. A galáxia que esta mais longe aparecerá mais suave e a medição de simetria irá dar um número de simetria menor do que se tivesse sido medida a sua simetria para uma galáxia encontrada a uma distância menor. A assimetria de fundo deve ser cuidadosamente estimada caso contrário, o ruído irá dominar a medida A_1 . A região central da galáxia, suavizada pela visão, precisa ser mascarada. Para estimar estes efeitos foram realizados testes de assimetria, onde foram medidos A_1 com regiões de diferentes tamanhos. Em regiões maiores, A_1 aumenta por causa da amostragem em que o efeito para um único pixel pode contribuir significativamente para o valor total de A_1 . Em escalas intermediarias. Para escalas maiores, A_1 aumenta quadraticamente com o tamanho da região, porque esta é a razão na qual o número de pixels ruins aumenta com o tamanho da região.

3.1.1 Variações da assimetria em aberturas Elípticas

É definida uma região elíptica cujo eixo principal é $2R_P$ (Fig 3.1) com o mesmo centro e orientação em relação axial com a galáxia, e todas as medições são feitas no seu interior. Nossos procedimentos são baseados nas definições e relações apresentados em Conselice (2003) e Lotz et al. (2004), ao qual neste trabalho foi implementando a possibilidade de usar aberturas elípticas, porque fornecem um melhor ajuste do contorno da galáxia. Além de tudo foi tomado o cuidado de não se ter degradações nas imagens por isso o algoritmo foi criado para ter uma implementação robusta, afim de minimizar qualquer perda de dados e efeito de alisamento que possa fornecer qualquer efeito instável. O procedimento através das elipses se deu da seguinte forma: limitando uma elipse, foram escolhidos o número de aberturas para a elipse (1, 10, 15, 30, 100 etc) não excedendo ao valor dos centros (X0, Y0) das galáxias, por motivos de como o algoritmo é processado. O trabalho mostra a imple-

mentação de fotometria de abertura automática, que faz segmentar os pixels da imagem, fazendo um mapa SNR da mesma e, em seguida, atribui alguns pixels que estão no limiar acima da galáxia. Calcula parâmetros geométricos x_0 , y_0 , a , b , EPS, PA através de momentos dos pixels segmentados da imagem, executa uma fotometria de abertura com elipses fixas e incrementa subpixels (se necessário) para obtenção dos perfis de intensidade e intensidade média dentro de algum raio e curva de crescimento. As medições são feitas até que o SNR falado anteriormente seja alcançado. Em seguida, com base no que diz respeito as elipses que são fixadas pode se medir o raio Petrosian (0.2 do raio) que se encaixa um perfil Sersic para $I(R)$ tirando pontos de dentro do raio, mascarando 10 pixels do centro da galáxia e ponderando os erros associados com os ajustes feitos. Em resumo, queríamos medir como varia A em varias regiões da galáxia.

O procedimento para obter os resultados para A_1 das galáxias na banda J foi realizado manualmente, ou seja, colocando um por um os valores que delimitavam a elipse, variando de 1 á 100. Após realizar todo o procedimento computacional e analisar os resultados obtidos, podemos ver que não há um comportamento padrão para a assimetria das galáxias, mas ao estudarmos os resultados gerados pode ser observado que na maioria das vezes, quanto menor era a variação da caixa, menor era a assimetria desta galáxia analisada. (Obs.: Todas as imagens aqui analisadas, passaram por um procedimento de manipulação através da tarefa imarith que faz parte do pacote ellipse do IRAF).

A Figura ilustrativa que é mostrada Fig 3.2 define bem os gráficos obtidos a partir do Fotometrika que será mostrado na próxima subseção. Primeiramente foi observado que o seeing interfere na obtenção da assimetria, veja que o gráfico mostra um mínimo e logo em seguida um aumento. O ruído faz com que o gráfico tenha um crescimento exponencial. Assim, percebemos que assimetria é somente o pico mais alto do gráfico observado.

Veja a tabela 3.1 a seguir que mostra os valores obtidos para a assimetria da galáxia NGC4125 com variação da elipse de 1 á 100:

3.1.2 Gráficos gerados a partir do Fotometrika para A_1

A seguir é mostrado os gráficos Figuras 3.3, 3.4, 3.5, 3.6, 3.7, 3.8 e 3.9 para a primeira versão do Fotometrika, A_1 , onde mostra-se bem detalhado o comportamento da assimetria e a interferência do seeing e (S / N) nas amostras. variação da elipse de 1-100. Filtros das Galáxias na Banda (J).

Elipse	Assimetria	Elipse	Assimetria
1	0.0045	10	0.0645
2	0.0256	20	0.0713
3	0.0419	30	0.0814
4	0.0530	40	0.0986
5	0.0581	50	0.1242
6	0.0603	60	0.1553
7	0.0616	70	0.1934
8	0.0631	80	0.2414
9	0.0642	90	0.2979
10	0.0645	100	0.3626

Tab. 3.1: Tabela de valores da assimetria para a galáxia NGC4125.

3.1.3 Gráficos das Galáxias Artificiais

As galáxias artificiais são galáxias que foram sintetizadas segundo o perfil de Sérsic e que são perfeitamente simétricas. Essas galáxias sintéticas foram usadas para testes, afim de se testar a influência do seeing e ruído e também obter uma certificação de que o algoritmo Fotometrika (FERRARI, 2014) determina os parâmetros estruturais da galáxia de uma forma confiável. Essas imagens foram sintetizadas de maneira que conhecemos seus parâmetros estruturais, podendo assim comparar com os dados obtidos pelo fotometrika, onde o código mostrou-se bastante robusto.

3.1.4 Dados

A amostra de galáxias selecionadas para a primeira análise foi a amostra definida por Frei et al. (1996). As galáxias deste catálogo são galáxias próximas, alto brilho e de diferentes morfologias e inclinações (Frei et al. 1996). Desse conjunto de imagens, foram utilizados os filtros nas bandas R(650nm) e J(450nm). Destes, apenas as elípticas e espirais passaram pelo procedimento de análise. As imagens foram tiradas no telescópio do observatório Lowell entre 24 de março e 4 de abril de 1989, cada galáxia tem uma imagem no filtro R(650nm) e J(450nm) de bandas de frequência (Gullixson et al. 1995 sistema fotométrico). A câmera CCD usada foi uma RCA320X512. A duração do tempo das exposições estão em torno de 30 minutos para a

banda R e 45 minutos para a banda J; porém as imagens do catálogo Frei apresentavam alguns problemas: campo de imagem pequeno, sendo igual ou menor que a galáxia, por isso parte da galáxia ficava fora da imagem; os dados não eram homogêneos, pois existiam 2 telas com cópias diferentes, ou seja, 2 filtros diferentes. Por este motivo optamos por usar as galáxias do EFIGI (com imagens do SDSS) que são imagens tratadas a partir do SDSS, ao qual discutiremos mais adiante. Para analisar esses parâmetros morfométricos foi criado o algoritmo Fotometrika (FERRARI, 2014) de modo a fazer as medições de uma forma automatizada, pois a quantidade de dados é grande para processá-las manualmente. Assim, o algoritmo executa o processo morfométrico a partir do nome da galáxia. O algoritmo procede da seguinte maneira: primeiro, ele carrega os dados de imagem de disco ou banco de dados, uma vez que a imagem é carregada, ele executa um processo chamado de segmentação, que consiste em identificar diferentes objetos numa imagem com base nas suas características. O próximo passo é estimar a emissão de fundo, que vieram de outras fontes que não a galáxia, isto é feito através da medição de quatro regiões nos cantos da imagem e, em seguida, calcula-se a média e o desvio padrão de pixels na mesma, o que irá dar uma estimativa do valor de fundo do céu e da incerteza, que será subtraído da imagem. Antes de prosseguir com as medições, o centro da galáxia é identificado através dos pixels com os maiores valores. A geometria global da galáxia é determinada pelo cálculo dos momentos geométricos da imagem, a partir deles podemos derivar o maior e menor eixo, o ângulo de inclinação que irão aumentar orientar as medidas fotométricas. As medidas fotométricas são feitas em elipses sucessivas, sendo a proporção do eixo e ângulo de calcular, a partir dos momentos geométricos. Os pixels são selecionados com elipses sucessivas, cujos tamanhos variam de 1 pixel até o comprimento máximo possível na imagem. Finalmente, vários parâmetros estruturais são obtidos a partir das medições fotométricas diretamente a partir da imagem galáxia. A lei de Sérsic está esta integrada com o perfil do brilho da galáxia, o raio Petrosian é também calculado com base na curva de crescimento da luminosidade da galáxia. O conjunto CASGM de parâmetros, ou seja, concentração, assimetria, suavidade, coeficiente de Gini e o momento magnitude central, são calculados a partir da imagem. Uma vez que obtém-se todas as medidas pertinentes, procura-se uma correlação entre eles. Um exemplo de correlação é o da assimetria (A) com a concentração (C) da luz das galáxias, (CONSELICE, 2000) como primeiro encontrado por (Abraham et. al (1996a). O índice de concentração, Bershadsky et al.(2000), é definido como o logaritmo da razão

entre os raios que encerram 20 % e 80 % da luz. Em princípio, este diagrama pode ser utilizado para os mesmos fins de classificação, como cor e assimetria. Pode-se argumentar que a assimetria e a concentração são metodologicamente superiores, uma vez que, ao contrário de cor, as medidas de ambas, assimetria e concentração não requerem conhecimento do desvio para o vermelho (redshift) da fonte (pelo menos em primeira ordem). No entanto, tal como discutido por Bershady et al.(2000), existem dependências significativas destes parâmetros estruturais de imagem com o redshift que deve ser corrigido. O objetivo é dar-nos pistas sobre como as galáxias se formam, através do estudo da assimetria. Outro dado importante é a correlação da assimetria com tipo e Luminosidade (CONSELICE 1997), pois o valor de assimetria de uma galáxia se correlaciona com tipo. A assimetria não se correlaciona com magnitude absoluta (CONSELICE 1997), já a cor e assimetria são fortemente correlacionados. No entanto, nota-se que, dada a dinâmica limitada, dependendo da amostra de galáxias, pode haver uma variação de luminosidade, o que vai acarretar uma não correlação entre a assimetria e a luminosidade. A assimetria pode ser um parâmetro morfológico perpendicular á classe referente a luminosidade das galáxias.

3.1.5 *Tabela dos Parâmetros Morfológicos das Galáxias gerados com o Fotometrika*

A partir do Fotometrika podemos obter os valores dos parâmetros morfométricos para cada galáxia do catálogo de Frei et. al (1996) como mostra a Tabela 3.2.

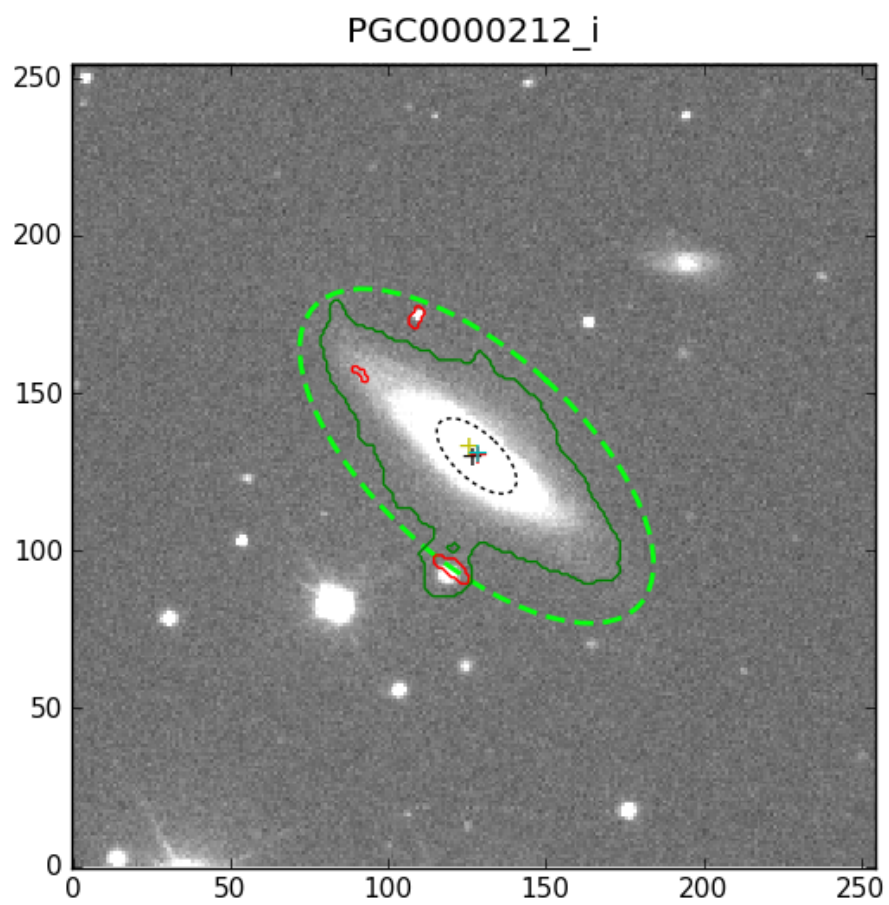


Fig. 3.1: Gráfico gerado a partir do Fometrika que mostra a variação da assimetria em aberturas elípticas, o X no centro representa os 10 pixels que foram removidos do centro.

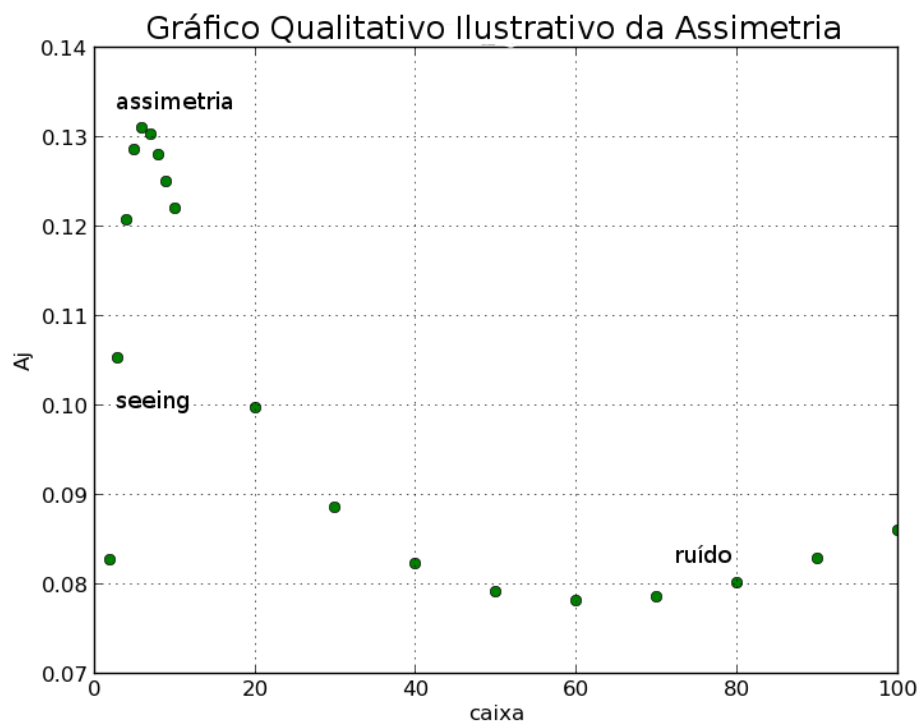
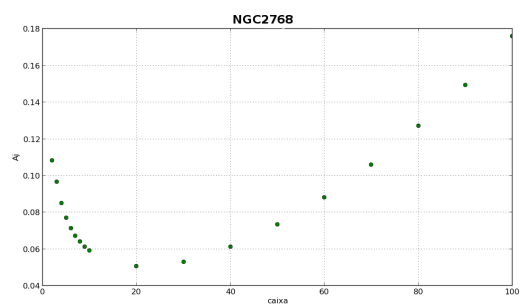
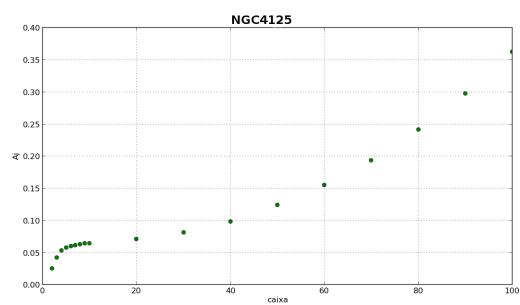


Fig. 3.2: Gráfico ilustrativo Qualitativo para a assimetria que mostra a interferência do seeing e do ruído.

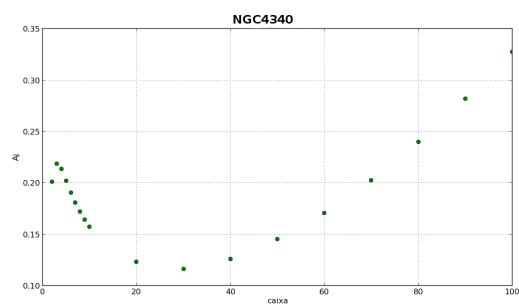


(a) Variação da Assimetria da Galáxia NGC2768

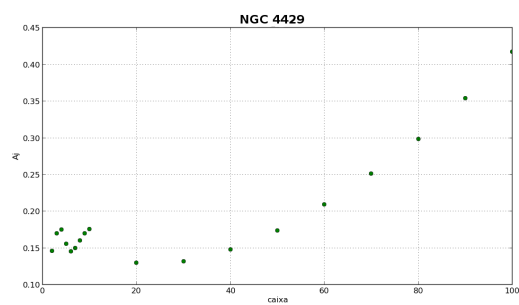


(b) Variação da Assimetria da Galáxia NGC4125

Fig. 3.3: Gráficos da Assimetria, variação da caixa de 1-100. Filtros das Galáxias na Banda (J)

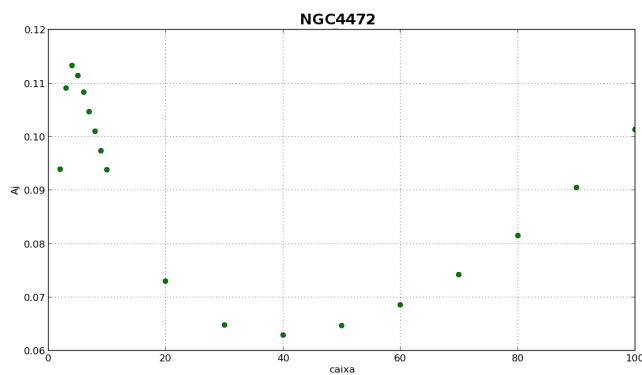


(a) Variação da Assimetria da Galáxia NGC4340

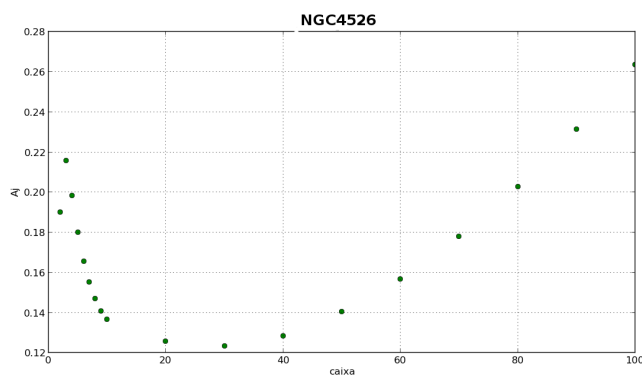


(b) Variação da Assimetria da Galáxia NGC4429

Fig. 3.4: Gráficos da Assimetria, variação da caixa de 1-100. Filtros das Galáxias na Banda (J)

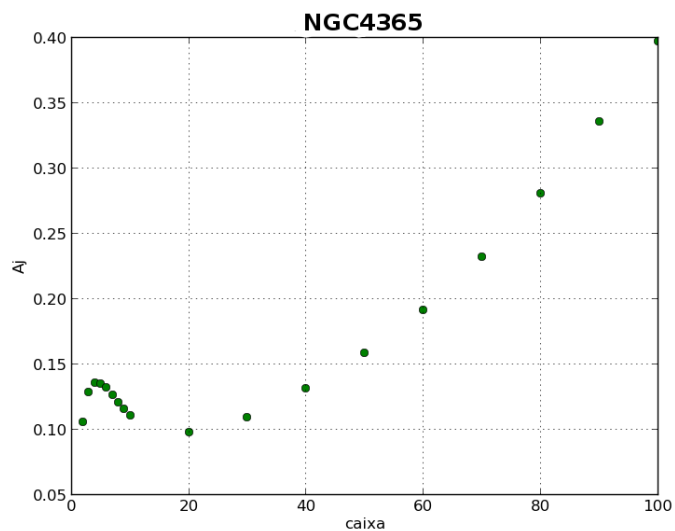


(a) Variação da Assimetria da Galáxia NGC4472

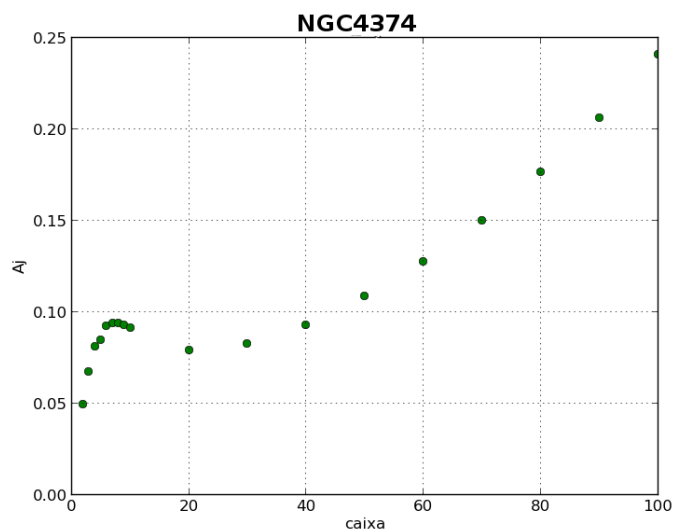


(b) Variação da Assimetria da Galáxia NGC4526

Fig. 3.5: Gráficos da Assimetria, variação da caixa de 1-100. Filtros das Galáxias na Banda (J)

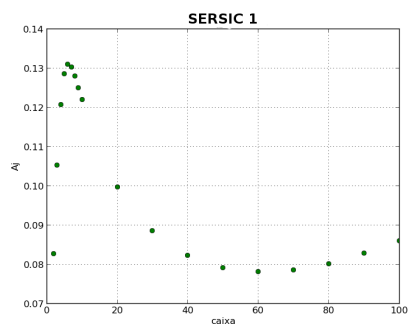


(a) Variação da Assimetria da Galáxia NGC4365

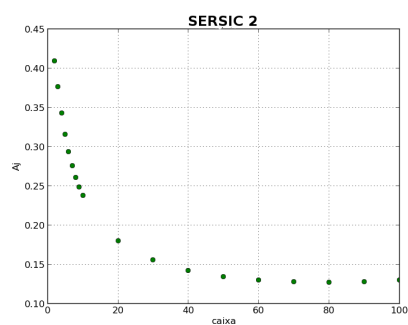


(b) Variação da Assimetria da Galáxia NGC4374

Fig. 3.6: Gráficos da Assimetria, variação da caixa de 1-100. Filtros das Galáxias na Banda (J)

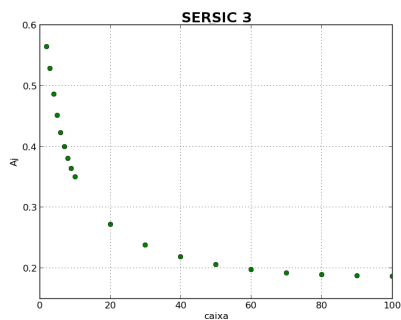


(a) Gráfico que mostra a interferência de seeing e do ruído.

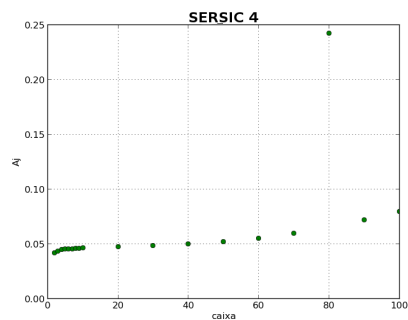


(b) Gráfico que mostra nada de interferência de seeing e ruído e maior assimetria.

Fig. 3.7: Gráficos que mostram a variação da assimetria para as galáxias sintéticas.

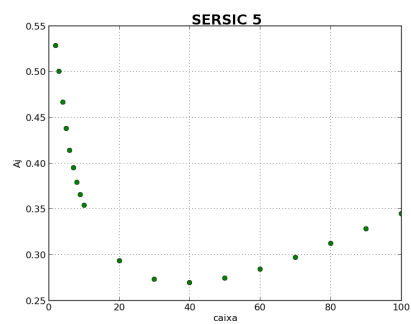


(a) Gráfico que mostra nada de interferência de seeing e ruído e menor assimetria.



(b) Gráfico que mostra nada de interferência de seeing, baixa assimetria e maior ruído.

Fig. 3.8: Gráficos que mostram a variação da assimetria para as galáxias sintéticas.



(a) Gráfico que mostra nada de interferência de seeing, alta assimetria e maior ruído.

Fig. 3.9: Gráficos que mostram a variação da assimetria para as galáxias sintéticas.

Gal	x0	y0	In	Rn	n	1Rp	C	A1	A2	G
NGC27681J	170	156	170.59	42.73	2.70	115.08	3.95	0.311	0.995	0.891
NGC27681R	169	156	150.76	50.24	3.06	121.71	4.08	0.266	0.997	0.800
NGC27751J	128	155	289.13	33.39	1.86	59.04	3.82	0.236	0.995	0.729
NGC27751R	129	155	187.44	41.97	2.35	110.85	4.04	0.293	0.996	0.808
NGC30771J	164	186	346.14	48.50	1.51	115.13	3.61	0.381	0.942	0.759
NGC30771R	164	185	546.36	45.29	1.32	110.83	3.35	0.347	0.960	0.794
NGC31471J	146	155	9.12	72.88	4.47	54.97	3.56	0.760	0.966	0.956
NGC31661J	111	155	51.41	36.64	0.67	66.23	2.41	0.600	0.988	0.948
NGC31661R	115	155	109.94	33.92	0.79	59.12	2.50	0.285	0.997	0.859
NGC31841J	160	156	-159.91	0.06	0.84	135.57	2.19	0.694	0.788	0.712
NGC33441J	132	155	0.08	5988.59	7.70	114.28	2.58	0.512	0.952	0.807
NGC33681J	162	157	104.75	49.64	2.58	125.30	3.80	0.374	0.981	0.810
NGC33681R	163	156	255.26	43.66	2.81	119.11	4.00	0.228	0.993	0.795
NGC33791J	143	156	93.83	41.58	4.25	40.02	4.31	0.094	0.999	0.646
NGC33791R	143	156	97.37	36.76	4.01	37.93	4.30	0.106	0.999	0.654
NGC34861J	146	156	71.83	61.27	2.55	128.22	3.58	0.533	0.971	0.888
NGC35961J	152	156	76.23	38.53	2.79	60.89	2.74	0.474	0.964	0.893
NGC35961R	153	155	223.46	29.53	2.31	58.09	2.90	0.337	0.980	0.835
NGC36231J	131	156	274.85	40.17	1.35	120.14	3.43	0.331	0.976	0.870
NGC36231R	131	155	420.25	38.72	1.40	115.17	3.50	0.258	0.987	0.882
NGC36311J	159	155	49.95	59.38	3.66	98.05	3.28	0.507	0.968	0.902
NGC36311R	181	155	11.30	129.60	5.81	100.76	3.56	0.500	0.981	0.909
NGC36751J	166	156	189.98	50.28	1.79	114.75	3.40	1.020	0.898	0.995
NGC38931J	151	155	322.36	29.76	1.84	61.78	3.05	0.353	0.966	0.793
NGC38931R	152	154	286.77	27.98	1.92	57.25	3.17	0.318	0.979	0.798
NGC39381J	140	156	54.13	80.91	2.52	104.41	2.74	0.467	0.947	0.830
NGC39381R	140	156	123.24	66.04	2.53	101.44	2.92	0.367	0.973	0.822
NGC40301J	144	155	536.56	27.22	1.82	55.81	3.32	0.254	0.984	0.783
NGC40301R	145	155	341.52	31.05	2.21	57.77	3.62	0.208	0.988	0.721
NGC41251J	166	155	203.86	38.86	2.54	125.32	4.35	0.807	0.974	0.934
NGC41251R	166	155	57.55	51.25	3.22	131.79	4.47	0.530	0.986	0.791
NGC41361R	164	155	167.13	33.89	1.32	68.36	2.68	0.495	0.969	0.983
NGC43401J	174	156	106.08	30.33	3.84	39.04	4.21	0.144	0.999	0.733
NGC43401R	170	156	44.18	41.06	4.71	39.52	4.24	0.192	0.998	0.736
NGC43741R	124	156	136.54	39.62	1.97	47.55	3.92	0.120	0.999	0.633
NGC44291J	121	156	96.06	40.24	0.98	86.70	3.22	0.480	0.978	0.878
NGC44291R	125	155	278.03	41.29	1.45	106.04	3.57	0.248	0.993	0.842
NGC44421J	128	156	216.38	17.16	1.59	30.55	3.65	0.154	0.998	0.729
NGC44421R	128	155	488.85	16.72	1.70	29.77	3.69	0.086	0.999	0.725
NGC44501J	150	156	48.11	60.10	3.09	108.70	3.64	0.565	0.984	0.975

NGC4472IR	131	156	182.58	52.89	2.65	114.75	3.94	0.157	0.998	0.752
NGC44771J	115	155	157.34	40.30	0.61	67.01	2.52	0.258	0.998	0.849
NGC44861J	195	155	255.79	49.88	0.99	85.83	3.05	0.156	0.995	0.736
NGC44861R	196	155	258.71	54.45	1.04	90.32	3.09	0.127	0.998	0.705
NGC44871J	126	155	77.99	36.49	0.94	75.67	2.45	0.966	0.916	1.234
NGC44871R	127	155	139.33	37.85	1.08	80.71	2.62	0.69	0.952	1.117
NGC45261J	144	157	340.01	24.42	1.75	45.95	3.73	0.154	0.990	0.703
NGC45261R	145	156	785.81	22.93	1.77	43.52	3.80	0.105	0.993	0.699
NGC45931R	130	156	89.34	40.64	3.18	87.88	4.07	0.517	0.994	1.064
NGC45931J	130	156	81.49	39.82	3.19	78.64	3.92	0.538	0.993	1.102
NGC45941J	146	157	31.26	58.97	2.59	128.06	3.82	0.913	0.931	0.969
NGC45941R	147	156	84.70	63.53	3.06	126.06	3.85	0.387	0.974	0.790
NGC46211J	120	156	98.99	42.14	0.97	66.35	3.40	0.246	0.997	0.728
NGC46211R	133	156	135.65	29.54	3.06	38.98	4.19	0.126	0.998	0.660
NGC46361J	131	156	58.63	65.04	2.97	116.08	3.89	0.287	0.994	0.794
NGC46361R	135	156	70.00	71.60	3.66	118.50	4.01	0.210	0.997	0.752
NGC47541J	136	156	182.00	16.10	2.43	30.97	4.19	0.164	0.997	0.704
NGC47541R	139	156	426.02	16.23	2.74	30.76	4.32	0.078	0.999	0.683
NGC48261J	164	153	118.62	76.53	2.14	122.52	2.79	0.334	0.913	0.801
NGC48261R	164	153	46.81	101.22	2.82	126.50	3.03	0.351	0.937	0.764
NGC48661J	137	155	199.16	22.58	1.82	43.61	3.67	0.211	0.995	0.818
NGC48661R	137	155	247.25	20.75	1.84	42.05	3.73	0.231	0.995	0.818
NGC52041J	167	153	309.35	33.13	0.84	81.64	2.85	1.422	0.798	1.175
NGC52481J	145	157	28.12	67.50	3.25	102.40	3.19	0.745	0.949	0.995
NGC52481R	145	155	105.65	49.87	2.77	103.55	3.46	0.443	0.978	0.902
NGC53221R	123	156	83.09	38.14	1.68	43.52	3.81	0.186	0.998	0.638
NGC53221J	137	156	124.13	33.60	3.68	40.81	4.33	0.131	0.999	0.648
NGC53341J	115	155	6.17	89.26	1.33	92.46	2.15	2.443	0.555	1.786
NGC53341R	120	155	38.03	39.23	0.53	79.02	2.13	2.108	0.759	1.805
NGC53711J	115	156	64.08	58.97	0.84	103.18	2.19	0.613	0.952	0.947
NGC53711R	112	157	161.03	52.99	0.60	97.91	2.14	0.411	0.981	0.879
NGC56691R	130	155	134.54	30.27	1.21	68.46	2.86	0.836	0.947	1.205
NGC57011J	116	155	86.60	47.67	0.80	74.57	2.93	0.337	0.993	0.763
NGC57011R	115	155	186.07	47.97	0.72	72.99	2.82	0.229	0.996	0.739
NGC57921J	124	159	145.29	24.44	0.70	53.30	2.50	0.947	0.885	1.173
NGC57921R	128	157	269.72	26.59	1.29	53.67	3.22	0.573	0.943	0.872
NGC58131J	130	156	97.75	27.41	2.33	41.31	3.81	0.245	0.995	0.750
NGC58131R	131	155	133.93	36.04	3.09	45.42	4.02	0.159	0.998	0.704
NGC58501J	147	156	80.73	23.38	2.66	26.36	4.09	0.200	0.994	0.583
NGC59851R	152	155	181.00	50.35	2.53	81.40	2.71	0.415	0.982	0.900

Tab. 3.2: Tabela de valores dos Parâmetros morfométricos para as galáxias do catálogo de Frei et. al (1996).

3.2 Nova Proposta para Assimetria

Uma maneira de superar alguns dos problemas discutidos a respeito de A_1 na seção 3.1 é medir a assimetria como uma função contínua do coeficiente de correlação entre a imagem original e a imagem rotacionada. Por este motivo foi introduzido r , que é o coeficiente de correlação de Pearson, (Pearson, K. 1892) (ver apêndice).

$$A_2 = 1 - r(I, I180) \quad (3.2)$$

A definição 3.2 tem a principal vantagem de que a correlação entre duas regiões que contêm principalmente ruído é zero, não contribuindo para o valor final de A_2 . Em pratica notamos que r não é sensível o suficiente para discriminar pequenas regiões de assimetria incorporados em um corpo simétrico com A_2 sendo perto de zero para a maioria das galáxias. Assim, o coeficiente de correlação de Spearman (ver apêndice) s é o mais adequado, uma vez que calcula a correlação entre a classificação de variáveis através de uma linearização. A Assimetria A_3 na seção 3.3 é então nos eventuais testes, fornecedora de medidas mais estáveis que separa melhor a classe de galáxias.

$$A_3 = 1 - s(I, I180) \quad (3.3)$$

O estudo da simetria foi utilizado pela primeira vez por Elmegreen & Elmegreen (1982,1987), que usaram a simetria dos braços em espiral como um indicador morfológico. Logo o estudo da classificação das galáxias foi estendido para incluir as galáxias com alto redshift, como aqueles vistos em imagens do Telescópio Espacial Hubble (Driver, et al 1995; Odewahn, et al 1996; Abraham, et al, 1996a), torna-se evidente que os procedimentos normais de classificação são inadequados para por exemplo, classificar galáxias irregulares. Uma maneira de resolver este problema é a utilização de classificação automatizada por meio de métodos computacionais (Odewahn, et al. 1996). Logo, estas medições de simetria estrutural começou a ser utilizada como um parâmetro de classificação. Estudos de vários autores mostram essa abordagem para classificar galáxias observadas no Hubble Deep Field (Abraham et al. 1996b; van den Bergh et al. 1996). O uso de simetria vem se tornando um poderoso método de obtenção de informações morfológicas (Abraham et al, 1996b; Schade et al, 1995). Uma vez que se obtém todas as

medidas pertinentes, procura-se uma correlação entre eles, isso se dá através de coeficientes de correlação de Pearson e Spearman, respectivamente.

3.3 Morfometria - Base de Dados EFIGI

A análise morfológica de galáxias é um problema de interesse na astronomia porque nos fornece pistas preciosas para a compreensão de processos evolutivos desses objetos (Gray et al. 2009). Fortes ligações são encontradas entre a morfologia e as propriedades físicas nas galáxias (Bertin & Lin, 1996. Colpi et al 2006; Seigar et al. 2008). Classificar galáxias morfológicamente pode ser uma maneira conveniente para fazer uma distinção de propriedades físicas entre as galáxias. Como mencionado anteriormente a primeira classificação utilizada foi a de Hubble através de seu diagrama (Hubble 1936).

3.3.1 O Catálogo EFIGI

O EFIGI (Baillard et al. 2011) é um catálogo de 4.458 galáxias de imagens digitais ao qual fornece informações morfológicas detalhadas extraídas diretamente do SDSS. Já o EFIGI2 (Extraction de Formes Idealises Galaxies en Imagerie) é um projeto que tem por objetivo construir medições de classificações morfométricas de modo automatizadas nas imagens das galáxias. O maior objetivo e motivação que levou a criação deste catálogo EFIGI foi a necessidade de se obter dados morfológicos adequados para as amostras. A descrição sobre morfologia EFIGI inclui o tipo Hubble Hubble e 16 atributos estimados visualmente, que são especificamente criados para descrever várias componentes de uma galáxia: bojo, braços e outras características dinâmicas (barras, anéis); texturas e meio ambiente (contaminação, multiplicidade). O catálogo também fornece imagens no formato de arquivo FITS e a função de espalhamento do ponto (PSF) estimados espectroscopicamente. A classificação morfológica do EFIGI é definida ao modificar a classificação RC3 Hubble. A classificação final, o que chamamos de EFIGI Hubble Sequence (EHS) são resumidas na Tabela a seguir Fig 3.10. Há muitas semelhanças entre a RC3 e EHS.

Class	Stage	Litteral type	EHS type	Description
Ellipticals				
Elliptical	Compact	cE	-6	Compact elliptical.
Elliptical	0-6	E	-5	More or less elongated.
Elliptical	cD	cD	-4	Giant elliptical. Sharp central profile and very extended low surface brightness halo.
Lenticulars				
Lenticular	Early	S0 ⁻	-3	Dominant bulge, no sign of structure in disk nor dust.
Lenticular	Intermediate	S0 ⁰	-2	Some structure in disk but no arms, small amounts of dust.
Lenticular	Late	S0 ⁺	-1	Clear structure in disk but no arms, thin dust lanes.
Spirals				
Central bulge and disk with spiral arms. May harbour a bar.				
Spiral	0/a	S0/a	0	Very tightly wound arms, very prominent bulge, low amounts of dust
Spiral	a	Sa	1	Tightly wound arms, very prominent bulge, low amounts of dust
Spiral	ab	Sab	2	Quite tightly wound arms, prominent bulge, low amounts of dust
Spiral	b	Sb	3	Quite tightly wound arms, prominent bulge, strong dust lanes
Spiral	bc	Sbc	4	Quite loosely wound arms, medium bulge, dust lanes
Spiral	c	Sc	5	Grand design spiral, fairly weak bulge, dust lanes
Spiral	cd	Scd	6	Loosely wound and weak arms, weak bulge, scattered dust
Spiral	d	Sd	7	Loosely wound and very weak arms, weak bulge, scattered dust
Spiral	dm	Sdm	8	Very loosely wound arms, very weak bulge, small amounts of dust
Spiral	m	Sm	9	Some indication of spiral arms, very weak bulge, small amounts of dust
Irregular	Magellanic	Im	10	No arms, no bulge. Irregular profile. Low surface brightness. May host a bar.
Dwarf	Dwarf spheroidal elliptical	dE	11	Regular low surface brightness profile, no arms. May contain a tight nucleus.

Fig. 3.10: A sequência de Hubble do EFIGI (Baillard et al. 2011). A coluna da esquerda lista as classes (elípticas, Lenticulares, Espirais, Irregulares, Anãs), a segunda coluna é o estágio intermediário dentro de cada classe. As terceira e quarta colunas, respectivamente, dão o tipo literal e o código de EHS para cada Tipo EFIGI correspondente. A última coluna descreve brevemente a classe.

3.3.2 Aplicação do Fotometrika a Base de Dados do EFIGI

A Aplicação do Fotometrika deu-se de forma semelhante a aplicação feita nas galáxias do catálogo de Frei et. al (1996), sendo que no catálogo de Frei et. al (1996) nós usamos as imagens dos filtros J e R e no EFIGI escolhemos as imagens do filtro I.

3.3.3 Perfis de Assimetria (Medida de Assimetria)

Nesta seção nós apresentamos os gráficos dos novos perfis de assimetria que mostram o comportamento da assimetria em uma pequena amostra de galáxias do EFIGI. Esses perfis mostram o comportamento de 3 versões para

a assimetria A_1 , A_2 e A_3 as figuras 3.11 até 3.19 mostram esse comportamento.

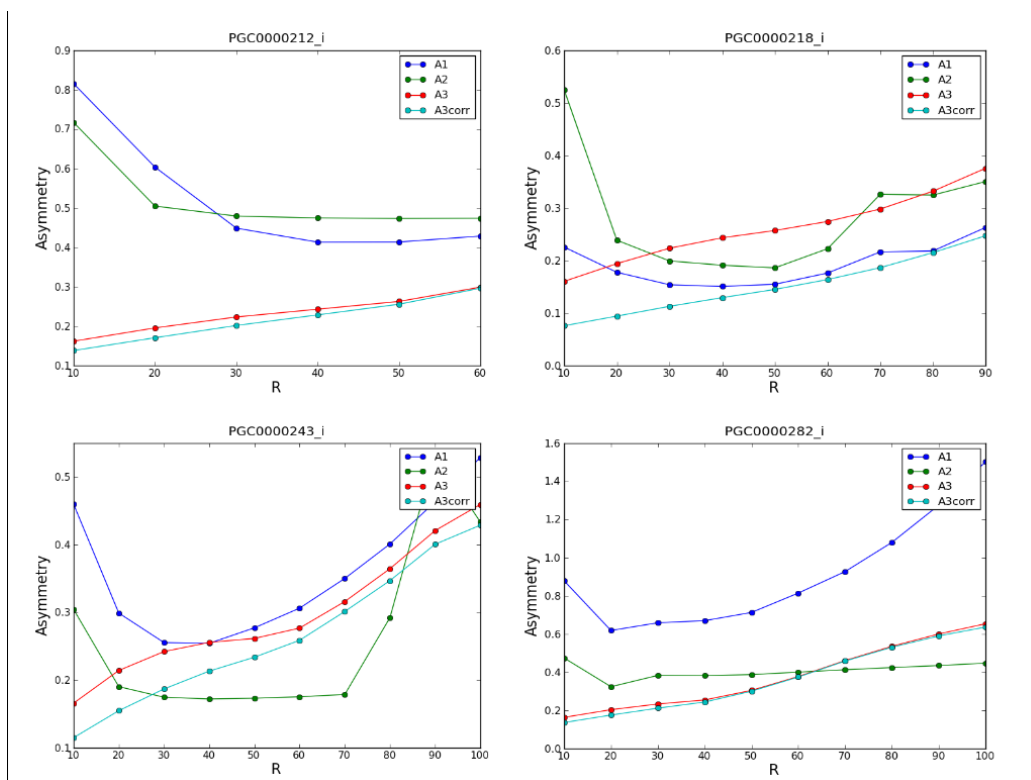


Fig. 3.11: O gráfico mostra o comportamento da assimetria (Assimetria X raio da galáxia) em suas três versões para A_1 , A_2 e A_3 , onde também é mostrada uma correção na versão para A_3 . Os gráficos onde os pontos da assimetria iniciam depois do eixo dá-se ao fato da exclusão de 10 pixels centrais da imagem da galáxia devido a uma melhor avaliação dos valores dos parâmetros morfológicos. Os demais gráficos mostram comportamento semelhante.

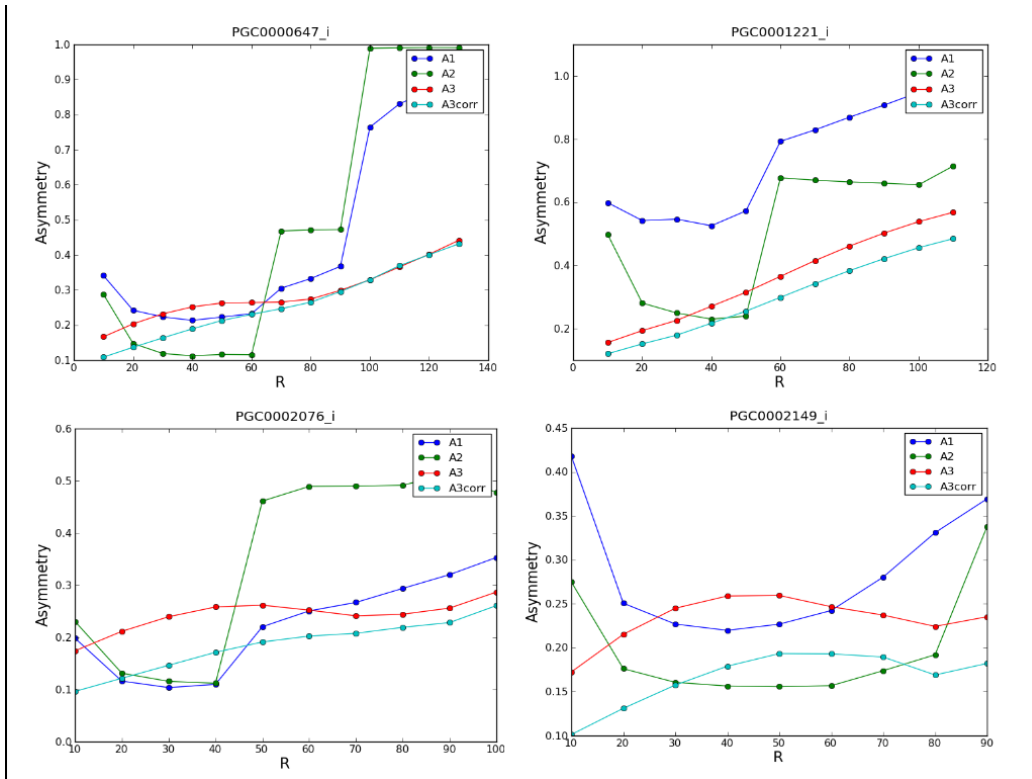


Fig. 3.12: O gráfico mostra o comportamento da assimetria em suas três versões para A_1 , A_2 e A_3

3.3.4 Assimetria como um Classificador de Galáxias

Neste trabalho redefinimos a medida da assimetria usada por Abraham (1996) e Conselice (2003), e mostramos que esta nova versão para a medida, A_3 , é melhor. Propomos a criação de um classificador morfológico de galáxias, tal qual realizasse uma boa separação das classes. Isso é possível a partir da realização das medições dos índices do sistema CASGM, cálculos para concentração, assimetria e coeficiente de Gini e o momento de luz. No entanto, as duas primeiras quantidades, C e A , são explicitamente definidas através de aberturas elípticas circulares medidas em torno do ponto central, pois é bem ajustada para galáxias com morfologias semelhantes as tradicionais elípticas

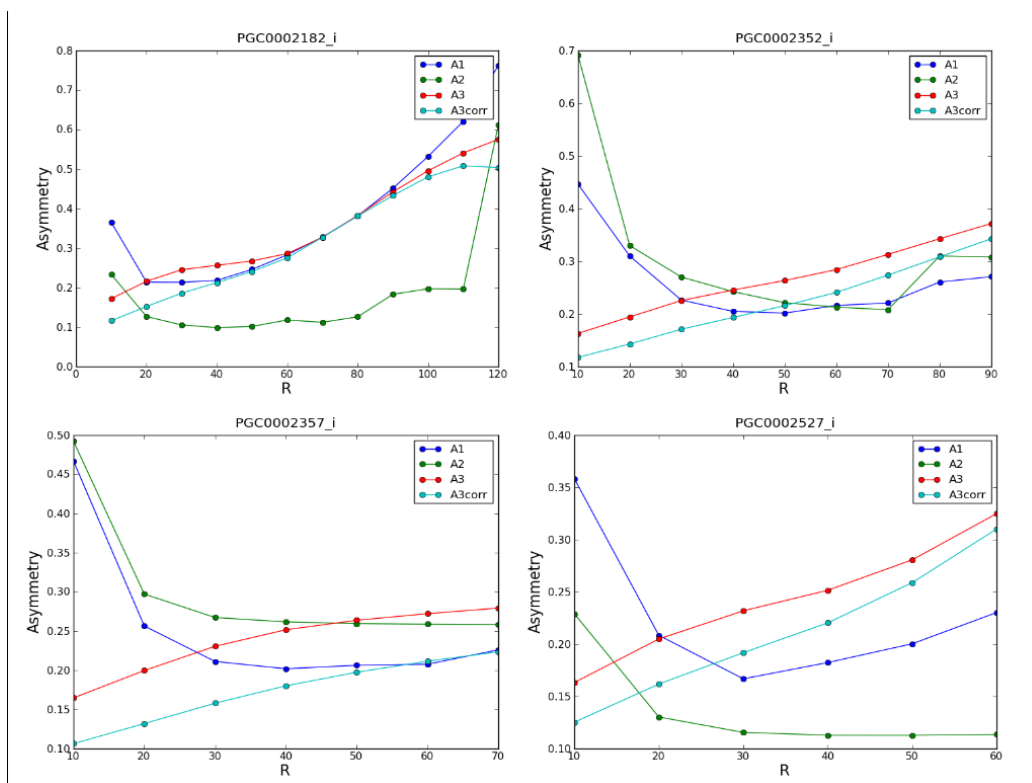


Fig. 3.13: O gráfico mostra o comportamento da assimetria em suas três versões para A_1 , A_2 e A_3

e espirais. Este trabalho é a favor de uma abordagem não-paramétrica para a classificação semelhante ao discutido por Abraham et al.(2003) e Lotz et al.(2006). O coeficiente de Gini G é inserido como uma medida da uniformidade da distribuição do fluxo dentro de uma fonte. Inserir a assimetria como um classificador morfológico foi a proposta do trabalho, e através do estudo realizado podemos perceber que obtivemos respaldo nessa classificação. Para a primeira proposta para a assimetria A_1 (Abraham, 1996) houve muita interferência do seeing e ruído, devido a problemas na resolução das imagens da amostra utilizada do catálogo de Frei et. al (1996). A_2 se mostrou mais consistente a medida que correlacionava duas regiões que tinham principalmente entre si ruído e isso era zero, sendo que não contribuía para o valor final da assimetria, mas quando havia um mínimo de assimetria em uma

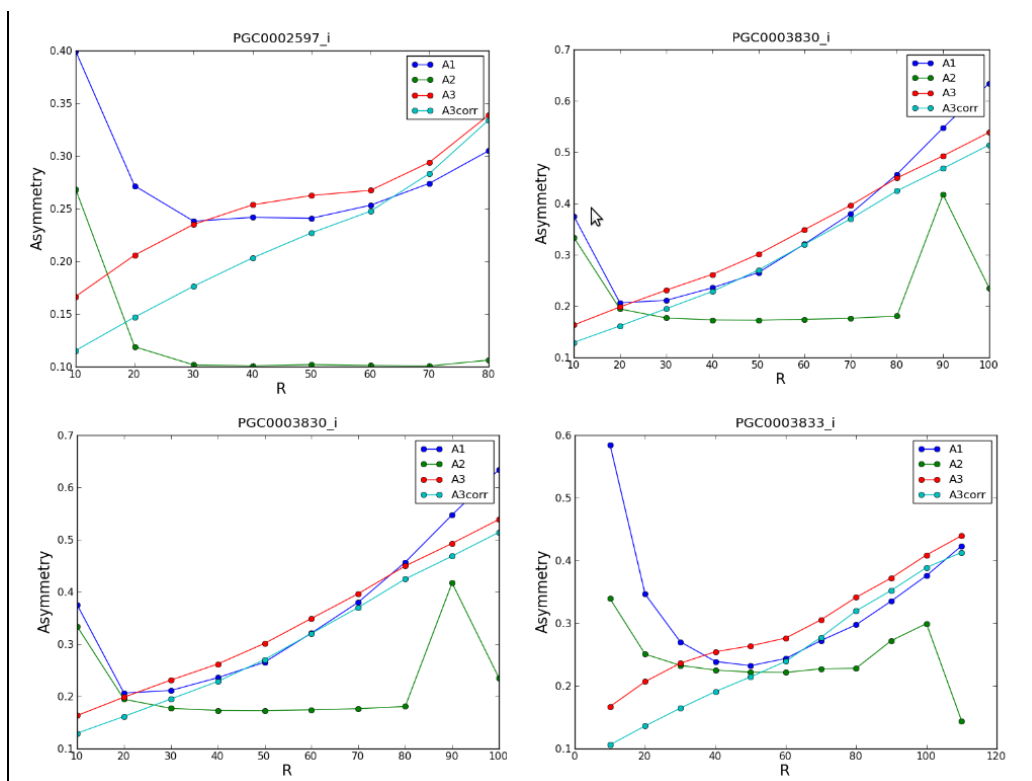


Fig. 3.14: O gráfico mostra o comportamento da assimetria em suas três versões para A_1 , A_2 e A_3

região basicamente simétrica A_2 já não era tão sensível, pois tendenciava o valor de assimetria de todas as galáxias para zero. Porém A_3 se mostrou um excelente classificador, pois separou muito bem as classes, é claro que com limitações, mas visivelmente clara a separação dos grupos.

3.3.5 Correlação Entre os Índices Morfométricos

Através de análises feitas com a base de dados do catálogo EFIGI, foi adaptada uma relação da assimetria com os outros índices e constatado que esta correlação poderá servir como um classificador de galáxias. A classificação automática pode identificar corretamente quase todos os sistemas que inter-

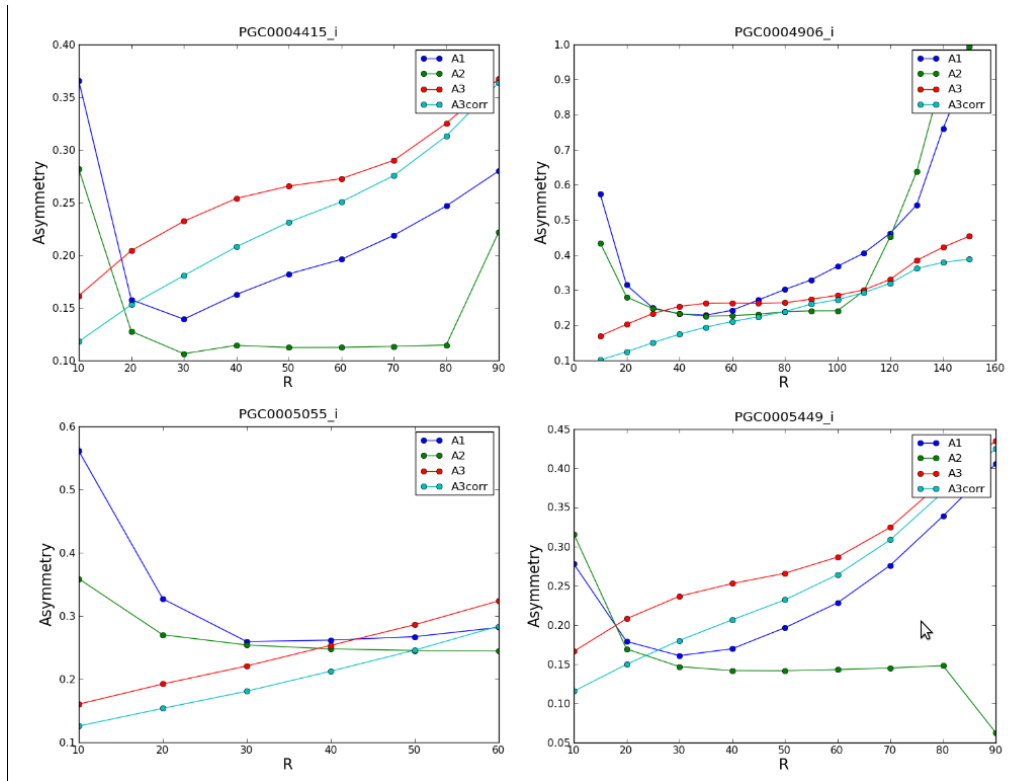


Fig. 3.15: O gráfico mostra o comportamento da assimetria em suas três versões para A_1 , A_2 e A_3

agem, ou seja, mergers, por esta razão foi introduzido um critério de relação entre 2 índices juntos. Todos estes índices relacionados têm uma eficácia semelhantes e requisitos S / N para que possam ser usados em conjunto, no entanto, esta escolha no que diz respeito a estes índices morfométricos pode limitar a eficácia da identificação da fusão, porque cada método não é sensível a toda a duração da fusão e as fases de interação mapeados por cada critério não se sobrepõem completamente (Conselice 2006; Lotz et al. 2008). Foi proposto um critério combinado entre os índices C-A-S. Podemos perceber a correlação entres os índices, observando que realmente A_3 está correlacionado com os demais índices e separa muito bem as classes, já A_1 e S_1 são redundantes, de maneira que se eu calculo um não há necessidade de calcular o outro. A_3 e C_1 separam melhor as classes. C_1 é mais afetada

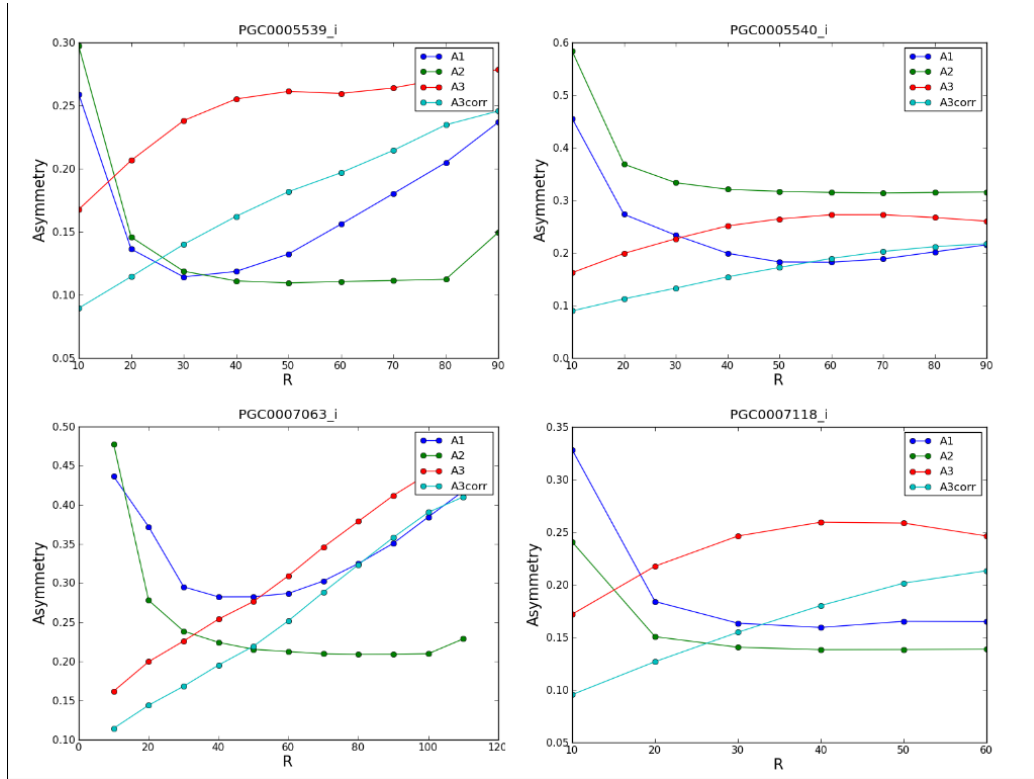


Fig. 3.16: O gráfico mostra o comportamento da assimetria em suas três versões para A_1 , A_2 e A_3

pela PSF por que R_{20} é a medida na região central; C_2 é mais afetado por ruído de fundo, pois R_{90} é a medida da galáxia em partes exteriores que possuem menor S/N. As figuras 3.22 até 3.32 mostram gráficos onde estes índices C-A-S foram correlacionados.

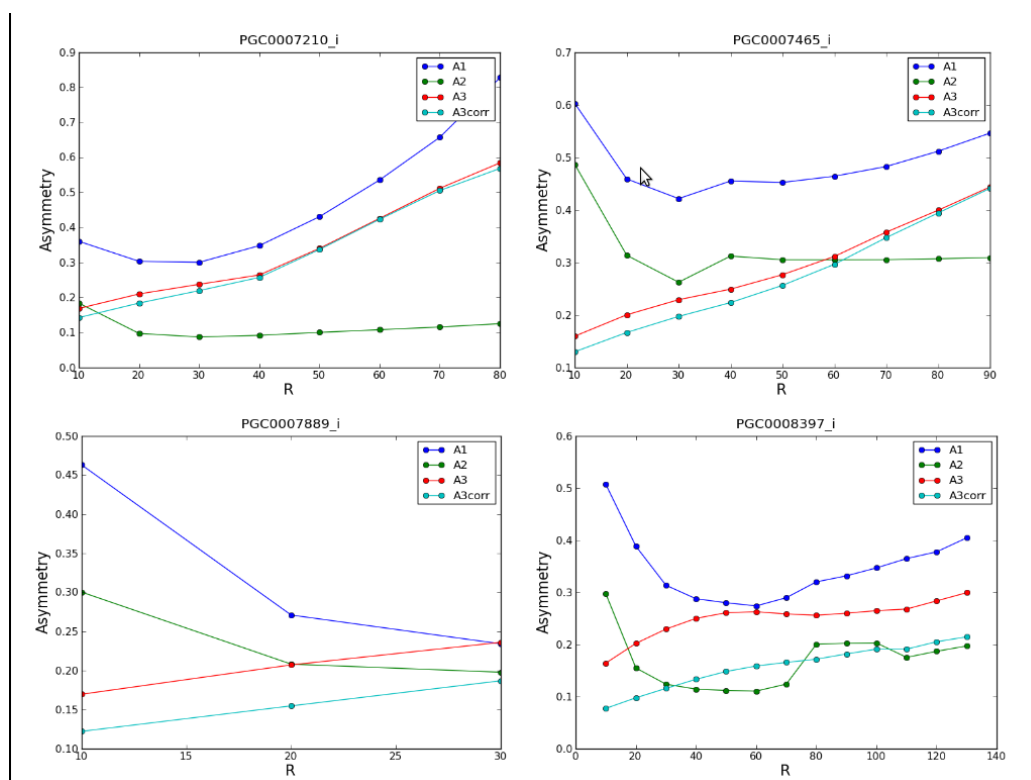


Fig. 3.17: O gráfico mostra o comportamento da assimetria em suas três versões para A_1 , A_2 e A_3

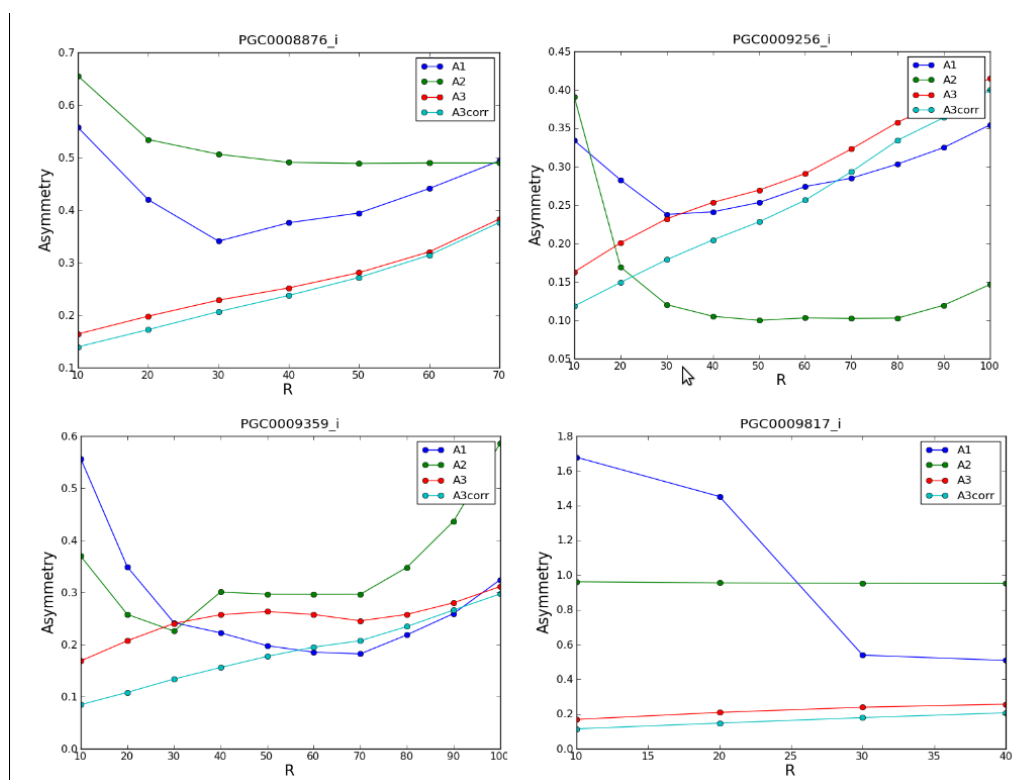


Fig. 3.18: O gráfico mostra o comportamento da assimetria em suas três versões para A_1 , A_2 e A_3

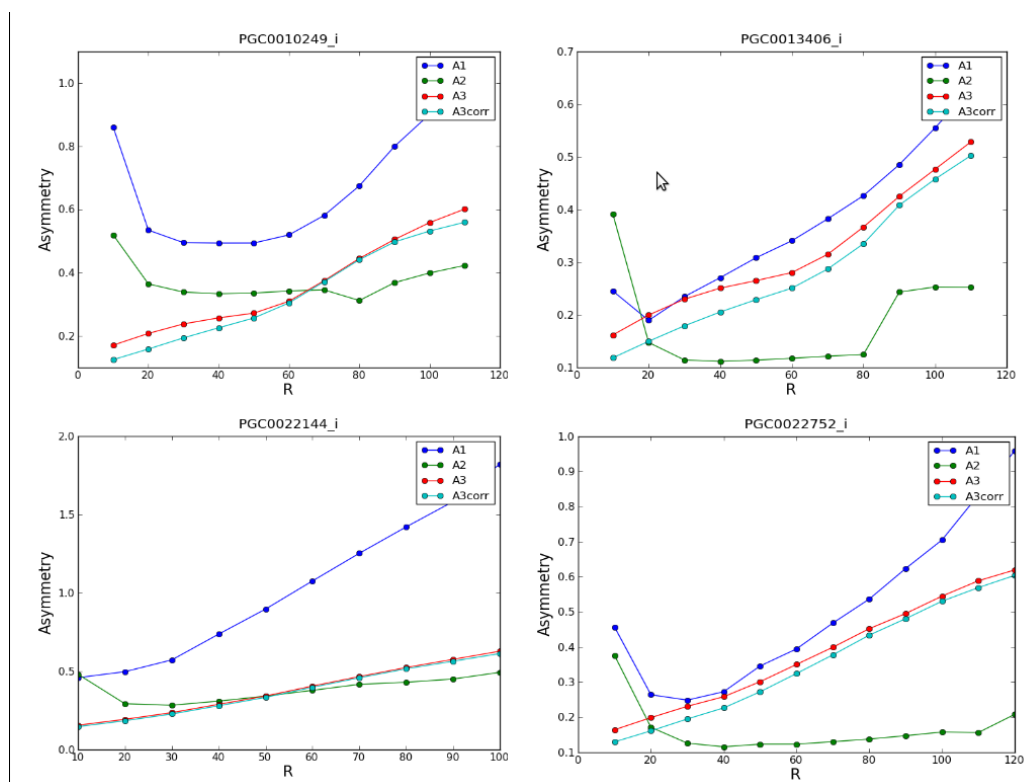


Fig. 3.19: O gráfico mostra o comportamento da assimetria em suas três versões para A_1 , A_2 e A_3

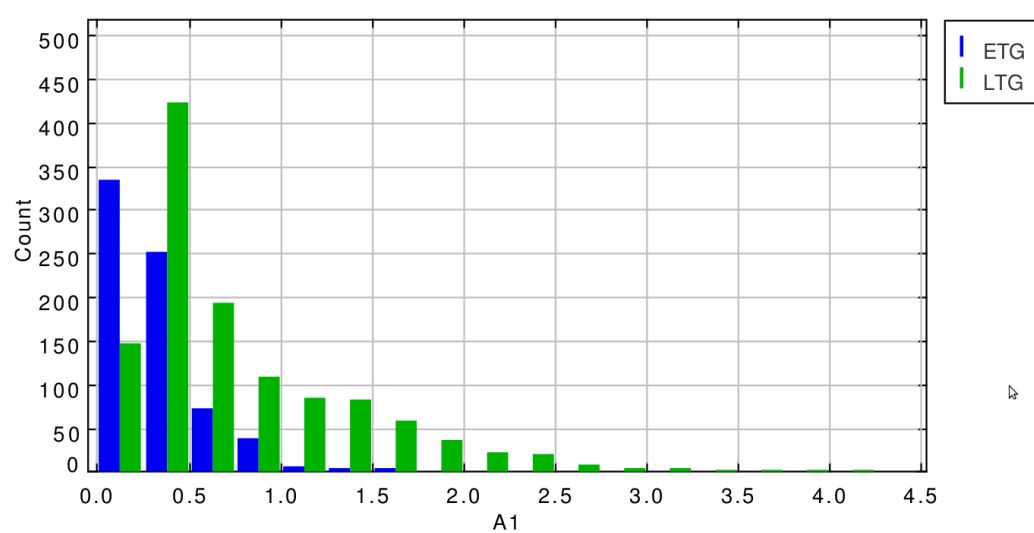


Fig. 3.20: Este histograma mostra a utilização da primeira versão para a assimetria A_1 como um classificador de tipos morfológicos de galáxias, onde ETG são tipo elípticas e LTG tipo espirais segundo a classificação EFIGI. Nota-se que A_1 não é adequado para a distinção dessas duas classes.

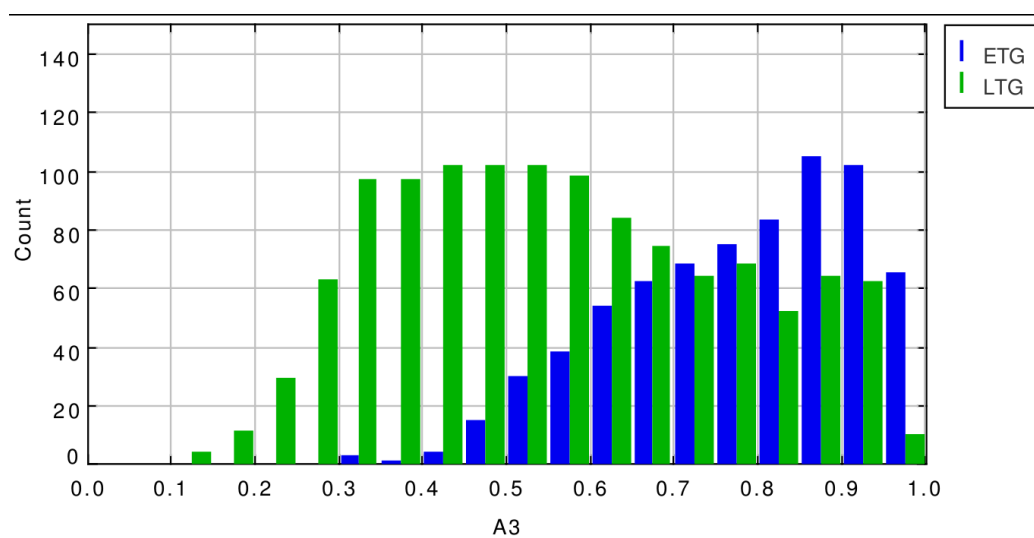


Fig. 3.21: Este outro histograma utiliza a versão modificada para assimetria, A_3 , a qual se mostrou muito mais eficiente na distinção das classes devido a inserção do coeficiente de correlação de Spearman.

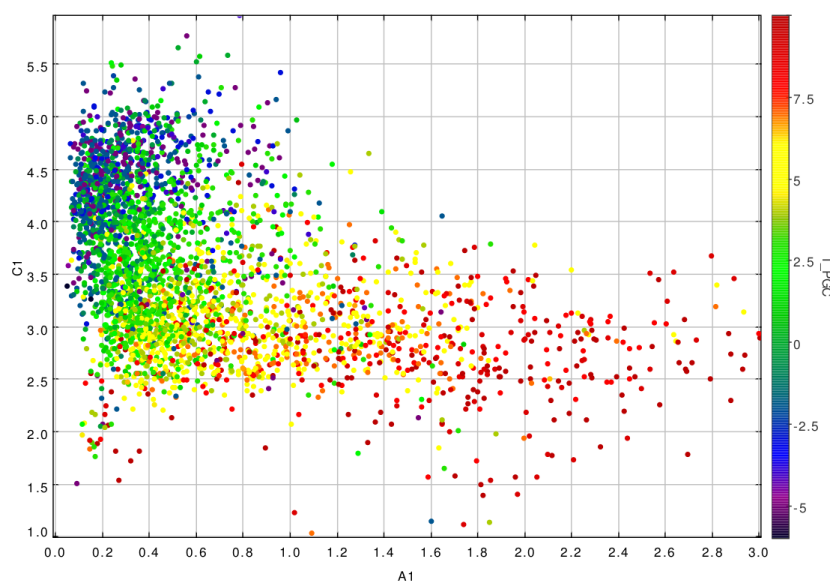


Fig. 3.22: Gráfico que correlaciona a Assimetria (A1) com a Concentração (C1). T_{PGC} , refere-se ao tipo de Hubble que é mencionado na fig. 3.10. Nota-se que as galáxias elípticas estão mais concentradas do que as galáxias espirais sendo que as galáxias espirais possuem uma assimetria maior do que as galáxias elípticas.

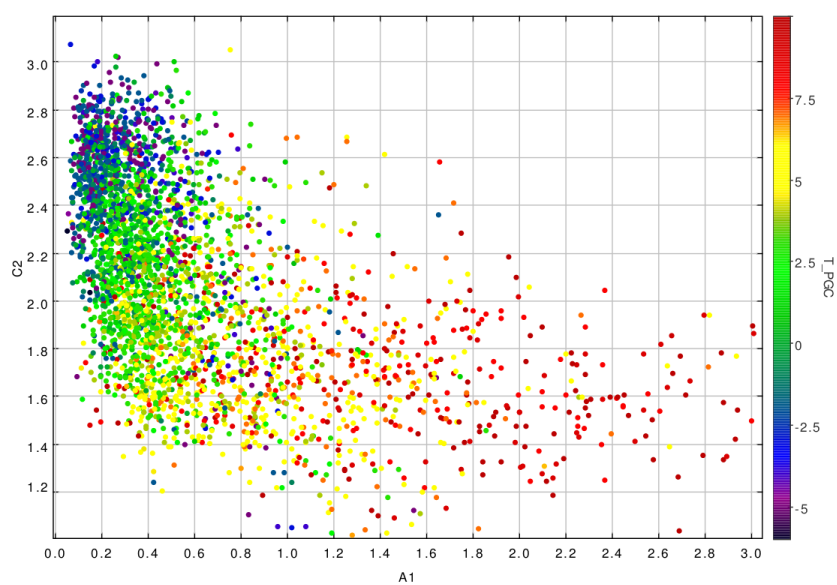


Fig. 3.23: Gráfico que correlaciona a Assimetria (A1) com a Concentração (C2). Nota-se que as galáxias elípticas estão mais concentradas que as galáxias espirais.

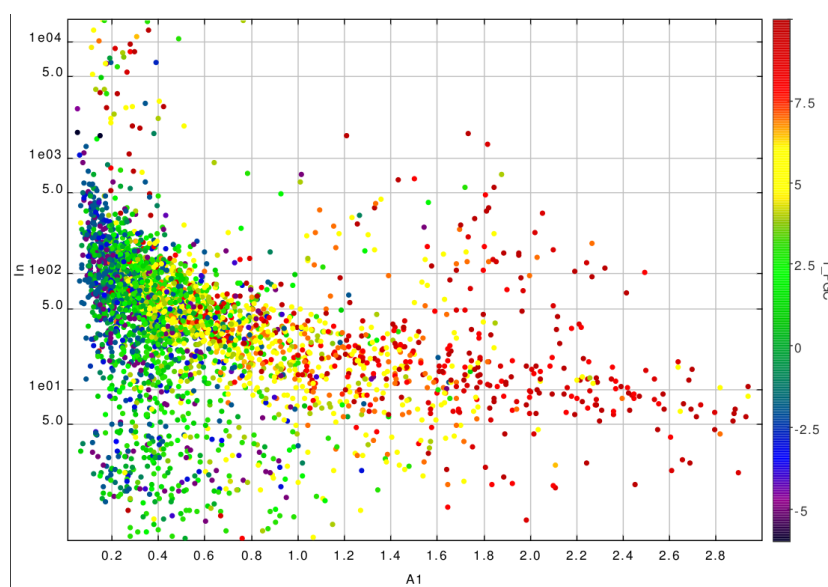


Fig. 3.24: Gráfico que correlaciona a Assimetria (A1) com o Brilho (In). Nota-se que as galáxias elípticas possuem maior concentração de luminosidade do que as galáxias espirais.

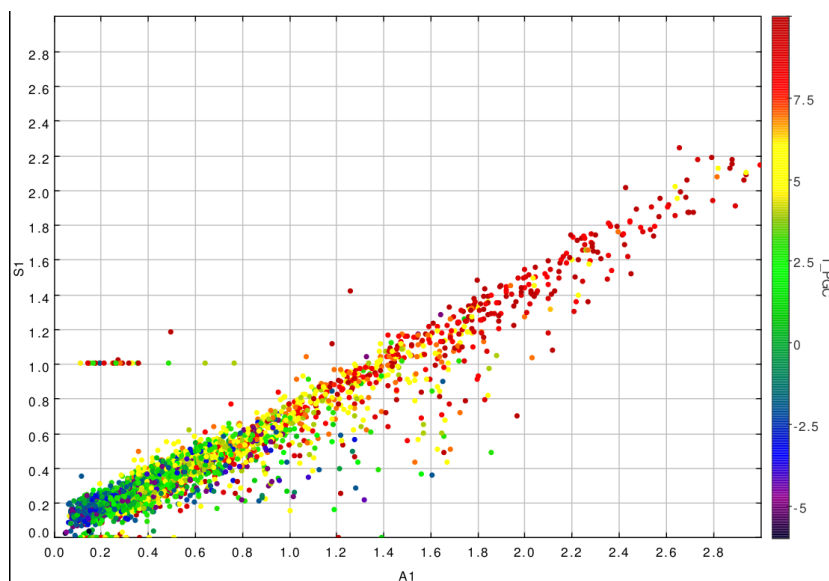


Fig. 3.25: Gráfico que correlaciona a Assimetria (A1) com a Suavidade (S1). Nota-se que a assimetria e a suavidade são índices de valores homólogos, de modo que não se é necessária a verificação dos valores de parâmetros morfológicos dos dois.

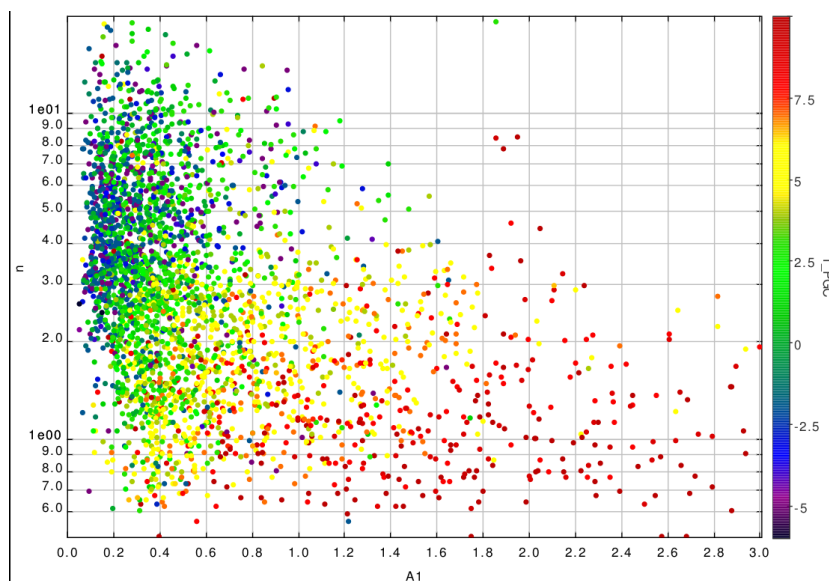


Fig. 3.26: Gráfico que correlaciona a Assimetria (A1) com o Índice de Sérsic (n)

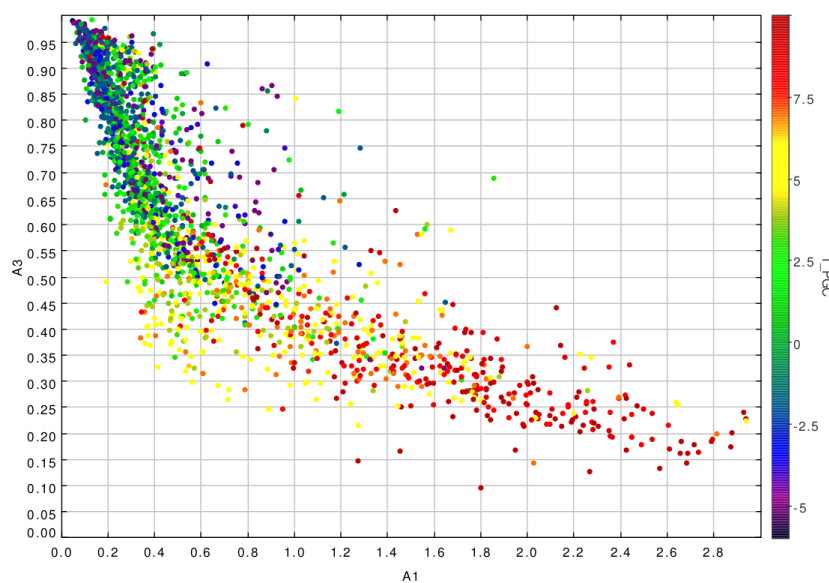


Fig. 3.27: Gráfico que correlaciona a Assimetria (A1) com a Assimetria (A3)

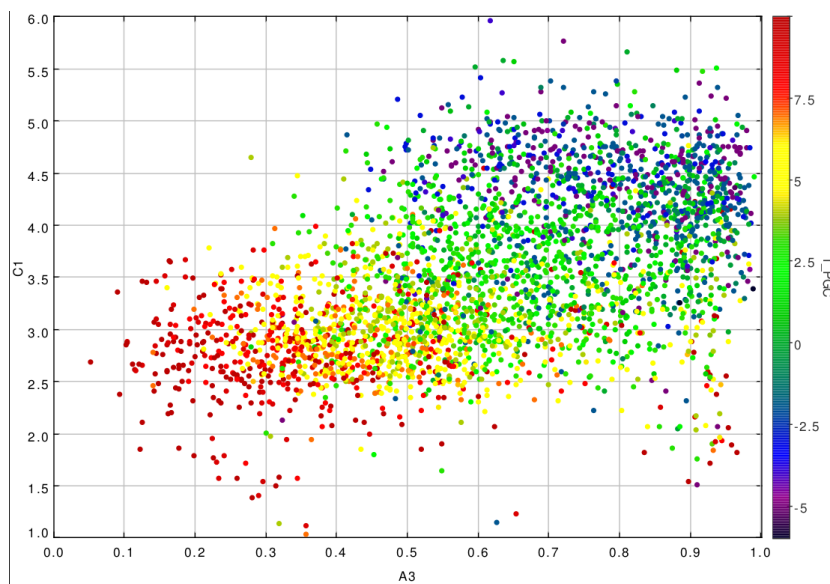


Fig. 3.28: Gráfico que correlaciona a Assimetria (A3) com a Concentração (C1). Nota-se uma visível distinção dos grupos morfológicos para essa versão da assimetria. As galáxias elípticas estão mais concentradas e separadas, nota-se que as galáxias espirais se encontram mais concentradas do que em relação a A1.

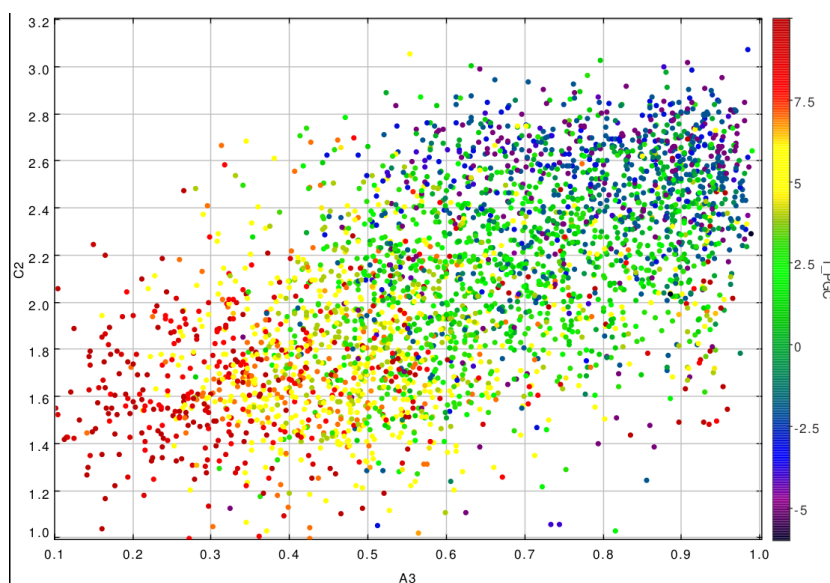


Fig. 3.29: Gráfico que correlaciona a Assimetria (A3) com a Concentração (C2). Nota-se uma visível distinção dos grupos morfológicos para essa versão da assimetria. As galáxias elípticas estão mais concentradas e separadas, nota-se que as galáxias espirais se encontram mais concentradas do que em relação a A1. Visivelmente nota-se que essa correlação é a mais favorável as didtinções de grupos.

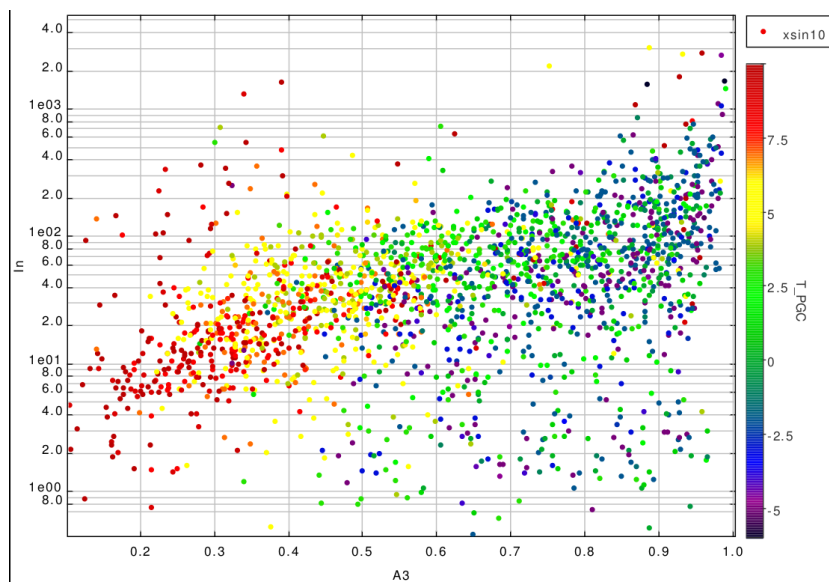


Fig. 3.30: Gráfico que correlaciona a Assimetria (A3) com o Brillho (In)

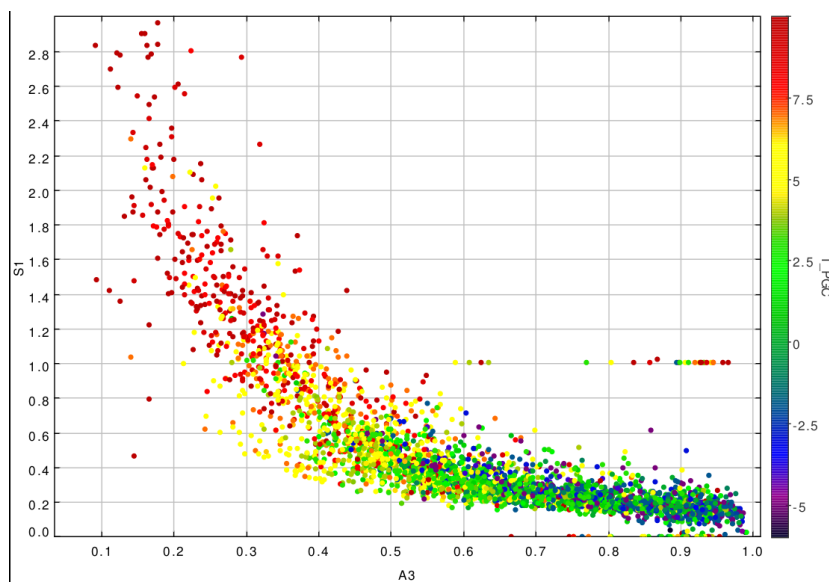


Fig. 3.31: Gráfico que correlaciona a Assimetria (A3) com a Suavidade (S1)

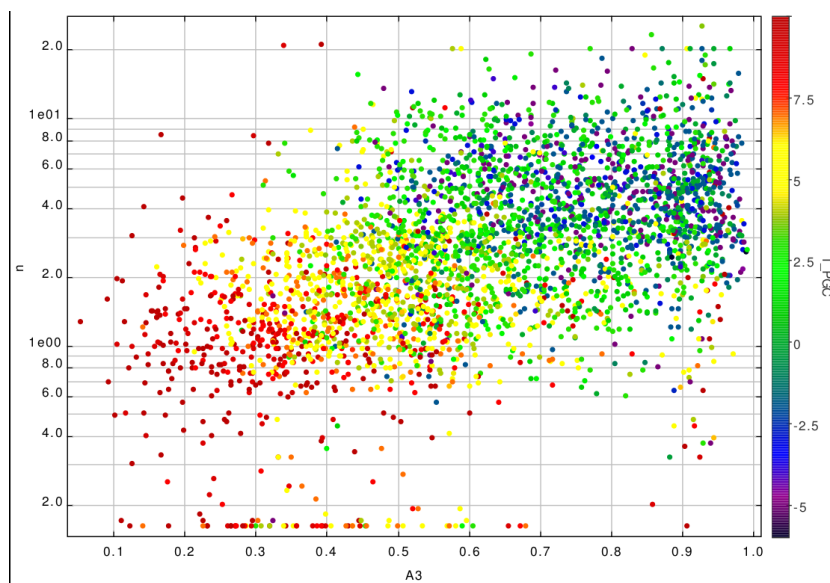


Fig. 3.32: Gráfico que correlaciona a Assimetria (A_3) com o Índice de Sérsic (n)

CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

A morfologia muitas vezes nos fornece uma riqueza de informações sobre a cinemática, a taxa de formação estelar, a história de fusão das galáxias, etc. Sabemos que a evolução e o destino do Universo estão entre as questões mais frizadas de toda a ciência contemporânea, e não apenas da astronômia, astrofísica e cosmologia. Além disso, a forma e a evolução das galáxias depende em grande parte de estruturas muito maiores que elas e que definem a própria estrutura do Universo. Nessa escala de grandeza é que sobressaem personagens como matéria escura e energia escura. A matéria escura compreende cerca de 23% da massa total e o resto, mais de 73% está na forma de energia escura, apenas 4% matéria barionica. No presente trabalho a questão que precisa ser respondida diz respeito a como as galáxias vem evoluindo desde que foram formadas. O estudo da evolução morfológica das galáxias é um assunto bem comentado na astrofísica contemporânea, pois os dados obtidos pelos pesquisadores ajudam a investigar como esses objetos celestes evoluem, algumas galáxias podem ser formadas durante colisões entre si, fusões. Mas o objetivo principal deste estudo é analisar os fatos que contribuíram para a evolução individual das galáxias, ou seja, estudar a sua morfometria da maneira que detalhamos no presente trabalho, através do sistema de classificação CASGM, onde as classificações automáticas identificam corretamente quase todos os sistemas que interagem, mas sistematicamente superestimam essas interções, através dos coeficientes de correlação de Pearson e Spearman. A descrição feita mostra a utilização da assimetria como um parâmetro de diagnóstico morfológico. Existem muito métodos de cálculo da assimetria, neste trabalho apresentamos um estudo da assimetria rotacional, em uma versão modificada da de Abraham et al. (1996a). Os efeitos da distância interfere nas medições de assimetria de uma galáxia, pois uma galáxia é mais simétrica por efeito de resolução. Quanto mais distante a galáxia, mais difícil é de distinguir subestruturas e estruturas assimétricas. Na primeira versão para assimetria A_1 foram encontrados um mínimo e um

máximo nas assimetrias para um ângulo de rotação de 180. Foram observados certos comportamentos nas galáxias no que diz respeito a assimetria de cada galáxia como função do seu raio. As galáxias elípticas apresentaram um declínio modesto em assimetria com o aumento do raio, enquanto que as outras galáxias possuem uma tendência oposta. A assimetria se correlaciona bem com o tipo morfológico Hubble, cor e concentração. Uma das características interessantes do sistema CASGM é que galáxias com assimetrias extremamente elevadas geralmente com $A > 0.35$, estão suscetíveis a estar em uma grande fase de fusão, além disso quando existem estrelas ou galáxias muito próximas da amostra a qual esta sendo feita a análise da assimetria pode afetar o resultado das medidas, pois esses objetos podem ser altamente assimétricos. O sistema CASGM define galáxias com $A > 0.35$ como assimétricas, porém não se pode assumir que galáxias com $A > 0.35$ são iminentes fusões ou fusões remanescentes, pois a assimetria pode ter algumas medidas que podem ter sido corrompidas (não é o caso do EFIGI) por grandes objetos brilhantes. Em segundo lugar o valor de 0.35 (CONSELICE 2003) estava estabelecido utilizando a amostra local do catálogo de FREI et. al (1996) que possui problemas, embora o CAS é razoavelmente forte, ele não depende da resolução física dos dados (CONSELICE 2000. 2003). Em virtude do trabalho que foi realizado, de todas as etapas do processo de estudo morfométrico que foi realizado, podemos concluir que a assimetria pode ser usada como um bom classificador de galáxias, assim como usá-la correlacionada com outros índices morfométricos, vimos nos histogramas apresentados que a assimetria A_3 separou claramente as classes de galáxias, pois as galáxias do EFIGI já foram classificadas. Para trabalhos futuros, visamos a criação de um classificador automático com base na assimetria que possa classificar milhões de galáxias em suas diferentes morfologias no universo.

Apêndice A

MEDIDAS DE ASSIMETRIA

A.1 Tabela de Parâmetros Morfométricos obtidos com o Fotometrika para A_3

A Tab. A.1 mostra os valores dos parâmetros calculados para o CASG a partir do Fotometrika (A_3) para uma pequena amostra de galáxias do catálogo de Frei et. al (1996).

Nome	R_p	C_1	C_2	A_1	A_3	S_1	G
NGC2541	127	2.98	1.5	1.63	0.35	0.69	11.91
NGC2682	128	2.82	1.7	0.26	0.73	0.21	0.77
NGC2715	94	2.57	1.53	0.35	0.69	0.209	0.74
NGC2768	122	3.89	2.15	0.21	0.77	0.23	0.71
NGC2775	102	3.99	2.24	0.27	0.74	0.25	0.73
NGC2903	158	2.92	1.87	0.31	0.74	0.24	0.76
NGC2985	70	4.33	2.34	0.34	0.61	0.31	0.75
NGC3031	339	3.81	2.00	0.16	0.92	0.16	0.71
NGC3147	68	3.91	2.00	0.42	0.58	0.33	0.77
NGC3166	34	4.38	2.56	0.14	0.93	0.141	0.68
NGC3198	155	2.55	1.58	0.54	0.49	0.42	0.73
NGC3368	83	3.85	2.26	0.17	0.90	0.14	0.71
NGC3377	63	4.75	2.66	0.27	0.68	0.30	0.72
NGC3379	60	4.59	2.54	0.21	0.77	0.21	0.74
NGC3486	87	3.70	2.32	0.45	0.63	0.34	0.76
NGC3596	47	2.86	1.70	0.28	0.80	0.14	0.73
NGC3672	81	2.68	1.58	0.37	0.68	0.18	0.79
NGC3726	129	2.38	1.34	0.58	0.64	0.36	0.72
NGC3810	75	3.31	1.83	0.34	0.63	0.19	0.82
NGC3877	98	2.61	1.49	0.29	0.53	0.21	0.79

Tab. A.1: Tabela de valores dos parâmetros morfológicos obtidos com Fotometrika.

Apêndice B

FERRAMENTAS, DADOS E MÉTODOS

B.1 Catálogo de FREI et. al (1996)

A amostra do catálogo de Frei et. al (1996) inclui galáxias da classificação de Hubble, tais como elípticas e *S0s*, espirais, irregulares e galáxias com características peculiares. A amostra de Frei et. al (1996) consiste apenas de galáxias brilhantes. Por isso, não considera-se a grande população de LSB Low-surface-brightness galaxy ou galáxias anãs que são a maior parte de todas as galáxias no Universo. Pode-se perceber que a amostra de Frei et. al (1996) não é susceptível de ser uma representação precisa de toda a população local de galáxias, mas apenas uma amostra de galáxias mais próximas. A amostra completa é composta por 113 galáxias que podem ser vistas em <http://astro.princeton.edu/frei/galaxy>.

B.2 DS9

SAOImage DS9 (Deep Space Nine) é um aplicativo para a visualização de dados astronômicos que ficam guardados em arquivos fits. Além de suportar imagens tais quais fit, fts, fits, ele também exibe imagens em diversos sistemas de referência celeste, além de disponibilizar muitos algoritmos para controle da escala dos níveis de intensidade, de cores e recursos simples para análise.

B.3 Galfit

É uma ferramenta para extrair informações sobre galáxias e outros objetos usando funções paramétricas para modelar objetos em duas dimensões.

O Galfit permite analisar um modelo elipsoidal para perfis de luz em uma imagem. Para situações mais complicadas, pode-se modelar formas bem detalhadas que podem ser curvas, irregulares, assimétricas, anelada, truncada ou ter braços espirais. As funções usadas são as mais comumente encontradas na literatura da astronomia, incluindo exponencial, Sérsic De Vaucouleurs, Nuker, Gaussiano, King, Moffat. A PSF é dada pelo usuário. Permite ajustar simultaneamente um número arbitrário de componentes e combinações das formas funcionais. Mais funções podem ser adicionadas no futuro baseada nas recomendações do usuário. Os modelos padrão são de formato elipsoidal incluindo modos de Fourier, flexão, truncamento, etc. Os componentes modelo podem ser completamente independentes, vinculados ou acoplados em outro. Esses parâmetros devem ser utilizados com cuidado. Os modelos não convoluídos com funções de propagação do ponto usando a transformada rápida de Fourier por ter em conta o observável. Galfit é uma ferramenta para extrair informações sobre as galáxias, estrelas, aglomerados globulares, discos estelares, etc, utilizando funções paramétricas para modelar objetos como eles aparecem em imagens bidimensionais digitais. Em uso mais simples, Galfit permite ajustar um modelo elipsóide de perfis leves em uma imagem. Foi com o Galfit que extraímos as primeiras informações das 18 Galáxias escolhidas. Assim verificamos parâmetros tais como, ângulo de posição, magnitude, luminosidade, assimetria, elípticidade, centro, etc. Para a verificação da morfologia das galáxias nós utilizamos o HYPERLEDA, sendo que as galáxias fazem parte do catálogo de Frei et. al (1996). Os valores dos parâmetros morfológicos obtidos com o Galfit encontram-se na tab.B.1 :

B.3.1 Tabela de Parâmetros Morfométricos obtida com o Galfit

Nome	X0	Y0	μ_n	Rn	n	ell	PA
NGC2768	170.95	156.90	-0.63	9216.59	4.00	0.71	-87.02
NGC3077	165.11	188.60	3.50	161973.33	8.07	0.88	52.49
NGC4125	167.22	153.64	-4.82	21801.48	1.80	0.84	64.58
NGC4340	173.40	155.67	-2.91	6022.13	1.94	0.87	-82.38
NGC4365	129.88	157.25	1.24	159070.69	3.99	0.87	54.04
NGC4374	121.25	157.45	5.83	88007.51	10.62	0.92	-56.93
NGC4406	121.30	157.48	5.21	167979.05	8.12	0.83	-61.88
NGC4429	122.87	157.74	-1.60	8953.87	2.47	0.73	-87.08
NGC4472	133.50	157.35	3.50	41617.34	9.55	0.88	-24.54
NGC4477	118.07	156.51	-2.66	55477.62	2.49	0.88	78.79
NGC4486	196.48	156.51	-0.02	56163.69	4.66	0.96	-53.39
NGC4526	145.76	158.21	1.66	37370.88	5.42	0.69	-66.62
NGC4564	136.61	156.93	-2.65	72376.78	1.23	0.04	83.31
NGC4636	132.74	157.04	4.16	186567.58	7.46	0.88	-36.78
NGC4710	126.11	157.06	-2.70	9100.70	2.19	0.76	32.83
NGC4754	139.26	157.08	-1.26	8314.25	2.48	0.90	35.30
NGC4866	139.75	156.44	-2.51	29173.01	2.08	0.70	87.52
NGC5322	138.83	156.88	1.95	71770.37	2.66	0.81	77.02
NGC5701	118.53	156.65	-3.26	4738.01	1.84	0.91	83.75
NGC5813	133.04	156.65	-2.30	36300.14	2.26	0.86	-58.17

Tab. B.1: Tabela com valores de parâmetros morfométricos obtidos com o GALFIT

B.4 IRAF

Primeiramente nós utilizamos o IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) que é um programa utilizado para tratamento da imagem desenvolvido pelo NOAO o qual é voltado para analisar dados e reduzir imagens de telescópios. O procedimento é realizado utilizando a task ellipse do IRAF em que encaixa-se isofotas elípticas nas imagens das galáxias, essa tarefa executa a análise isofotal básica. A tarefa lê uma seção (imagem bi-dimensional) e produz como saída principal uma tabela que contém 40 ou mais colunas com parâmetros para cada isofota ajustada, ou seja, uma linha de tabela para cada isofota. As tarefas opcionais incluem uma família de tabelas que contém cada uma, amostras individuais a partir da elipse extraída e a partir da isofota

em cada imagem. Durante o processo de adaptação, alguns dos parâmetros isofotais podem ser apresentados em forma de tabela na tela do terminal do usuário (ou seja, eles são enviados para STDOUT), estes parâmetros permitem ao usuário monitorar o processo de adaptação. A tarefa também pode ser executada em modo interativo, onde o usuário tem maior controle sobre o seu funcionamento. A tarefa começa a partir de um primeiro palpite a respeito da posição da elipse definida por valores aproximados para o X e Y coordenadas do centro da galáxia. Usando esses valores, a imagem é mostrada ao longo de uma trajetória elíptica produzindo uma distribuição de intensidade unidimensional em função da posição do ângulo. O conteúdo harmônico desta distribuição é analisada por mínimos quadrados. Os valores dos parâmetros morfológicos obtidos com o IRAF encontram-se na Tab.B.2:

B.5 Tabela de Parâmetros Morfométricos obtidos com o IRAF

O Procedimento pelo qual foram extraídas tais informações das galáxias deu-se da seguinte forma: existe uma tarefa no IRAF chamada Imexamine muito útil quando começamos o estudo com a fotometria. Isto representa o anel que irá ser utilizado para medir a contagem de píxeis da galáxia e a média de fundo em torno da galáxia. É usada também a tarefa imarith que realiza operações aritméticas. Esse processo foi realizado afim de termos uma melhor percepção de como o algoritmo Fotometrika é executado.

Nome	X0	Y0	μ_n	ell	PA
NGC2768	171.82	155.39	-3.75	0.57	-86.91
NGC3077	179.59	210.82	-3.54	0.02	45.51
NGC4125	178.29	129.44	-3.96	0.36	65.51
NGC4340	175.60	152.42	-2.41	0.41	-77.70
NGC4365	138.00	150.59	-1.84	0.26	48.68
NGC4374	120.80	155.93	-2.15	0.06	-2.18
NGC4406	121.07	159.11	-1.95	0.29	-60.09
NGC4429	110.81	164.45	-2.11	0.45	85.16
NGC4472	134.74	157.03	-3.55	0.15	-27.81
NGC4486	197.74	153.44	-3.51	0.17	-21.55
NGC4477	125.36	149.89	0.27	0.17	69.49
NGC4526	144.41	156.93	-3.37	0.66	-66.83
NGC4564	137.46	159.20	0.	0.41	53.66
NGC4636	134.35	157.40	-3.13	0.28	-32.42
NGC4710	124.72	157.64	-6.44	0.56	28.45
NGC4754	142.93	147.50	-0.42	0.48	25.43
NGC4866	146.98	157.18	-2.36	0.74	86.35
NGC5322	122.74	156.43	-1.85	0.34	-88.36
NGC5701	113.18	159.59	-2.	0.11	68.12
NGC5813	134.05	156.44	-2.58	0.36	-59.50

Tab. B.2: Tabela de valores de parâmetros morfológicos obtidos com o IRAF

B.6 Coeficientes de Correlação

B.6.1 Coeficiente de Correlação de Pearson

É uma medida estatística da força de uma relação linear entre os dados emparelhados.

$\rho = 1$ Significa uma correlação perfeita positiva entre as duas variáveis.

$\rho = -1$ Significa uma correlação negativa perfeita entre as duas variáveis

- Isto é, se uma aumenta, a outra sempre diminui.

$\rho = 0$ Significa que as duas variáveis não dependem linearmente uma da outra. No entanto, pode existir uma dependência não linear. Assim, o resultado $\rho = 0$ deve ser investigado por outros meios.

B.6.2 Coeficiente de Correlação de Spearman

O coeficiente de correlação de Spearman tem sensibilidade menor quando comparado ao de Pearson. A medida de sua correlação é não-paramétrica, pois ele avalia uma função monótona arbitrária que venha a ser descrita como a relação entre duas variáveis, sem fazer nenhuma suposição sobre a distribuição de frequências das variáveis. De forma que ao contrário do coeficiente de correlação de Pearson, não necessita da suposição que a relação entre as variáveis seja linear, nem tão pouco que as variáveis sejam medidas em intervalo de classe; pode ser usado para as variáveis medidas no nível ordinal.

B.7 Tabela de Comparação dos Parâmetros Morfológicos das Galáxias do Catálogo de Frei et. al (1996) obtidos por Conselice et. al (2000) com os obtidos pelo Fotometrika

A seguir a mostramos na Tab e Fig B.1 uma comparação dos valores obtidos para a assimetria (AC) de Conselice et. al (2000) com os valores obtidos neste trabalho com o Fotometrika (AF A_1). Pode-se perceber que o Fotometrika reproduz visivelmente bem as medidas de Conselice et. al (2000). De modo que:

$$A_1 = 1 - A_{Conselice} \quad (\text{B.1})$$

Gal	AC	AF(A_1)
NGC 2768	0.03	0.997
NGC 2775	0.05	0.996
NGC 3077	0.22	0.960
NGC 3166	0.06	0.997
NGC 3368	0.07	0.993
NGC 3379	0.02	0.999
NGC 3486	0.14	0.984
NGC 3596	0.15	0.980
NGC 3623	0.13	0.987
NGC 3631	0.16	0.981
NGC 3893	0.19	0.979
NGC 3938	0.19	0.973
NGC 4030	0.11	0.988
NGC 4125	0.03	0.986
NGC 4136	0.14	0.969
NGC 4340	0.02	0.998
NGC 4429	0.05	0.993
NGC 4442	0.02	0.999
NGC 4472	0.02	0.998
NGC 4486	0.01	0.998
NGC 4487	0.12	0.952

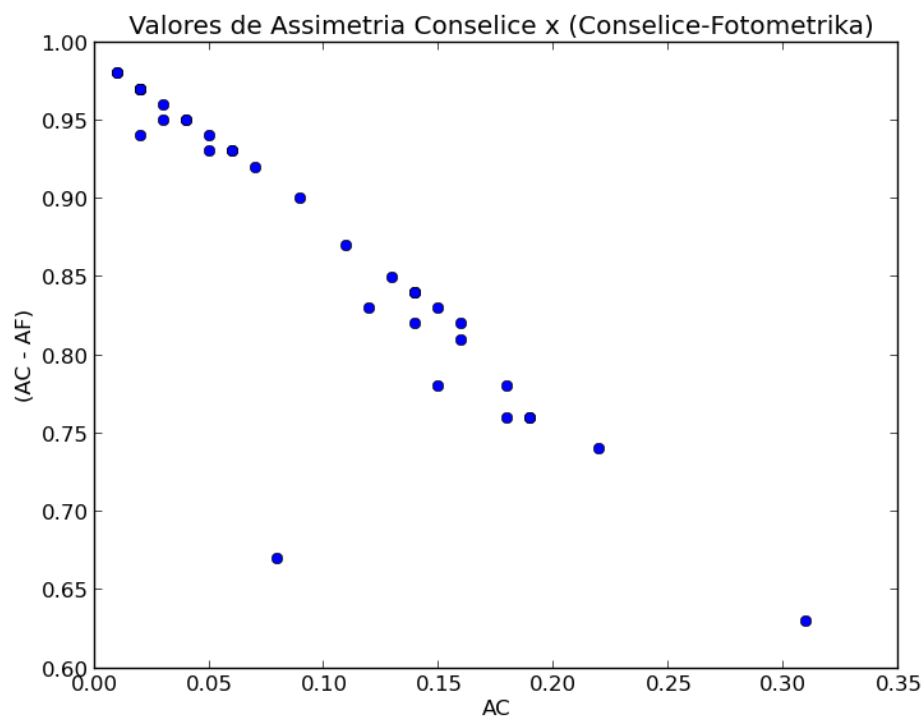


Fig. B.1: Gráfico que compara os valores de assimetria obtidos por CONSELICE (2000)(Ac) com o valores de assimetria obtidos pelo Fotometrika AF (A_1) para A_1 .

B.8 Tabela de Comparação dos Parâmetros Morfológicos das Galáxias do catálogo de Frei et. al (1996) obtidos por Lotz et. al 2004 com os obtidos pelo Fotometrika (A_3)

A seguir a mostramos na Tab. e Fig.B.2 uma comparação dos valores obtidos para a assimetria de Lotz et. al(2004) (AL) com os valores obtidos neste trabalho com o fotometrika (AF A_3) para A_3 . Pode-se perceber que o Fotometrika difere bastante dos resultados de Lotz, talvez seja por causa da reformulação da medida da assimetria.

Gal	AL	AF(A_3)
NGC 2768	-0.02	0.77
NGC 3377	-0.02	0.68
NGC 3379	-0.02	0.77
NGC 4125	-0.05	0.74
NGC 4374	-0.075	0.75
NGC 4472	-0.01	0.86
NGC 4621	-0.02	0.79
NGC 4636	-0.05	0.84
NGC 5322	-0.08	0.54
NGC 5813	-0.02	0.67
NGC 4340	-0.03	0.63
NGC 4429	0.03	0.87
NGC 4442	0.00	0.92
NGC 4477	-0.01	0.68
NGC 4526	0.04	0.91
NGC 4710	0.04	0.86
NGC 2775	-0.03	0.74
NGC 4594	0.11	0.80
NGC 4754	-0.01	0.74
NGC 4866	-0.04	0.68
NGC 5377	0.00	0.80

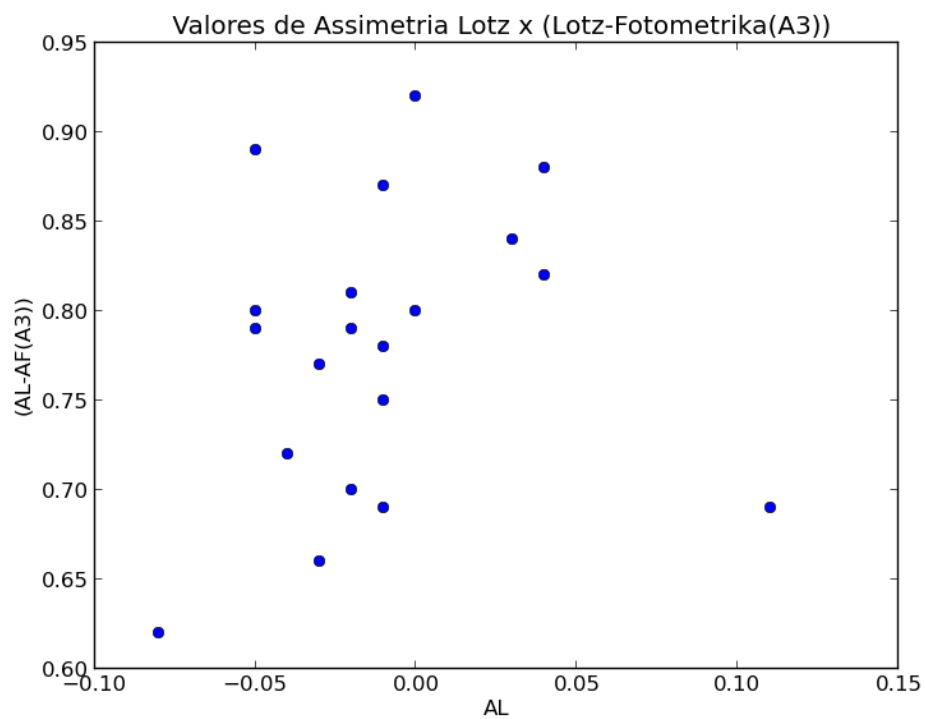


Fig. B.2: Gráfico que compara os valores de assimetria obtidos por Lotz (2004)(AL) com o valores de assimetria obtidos pelo Fotometrika AF (A_3) para A_3 .

REFERÊNCIAS

- [1] ABRAHAM, R.G., van den Bergh, S., Galzebrook, K. Ellis, R.S., Santiago, B. X., Surma, P., and Griffiths, R. E. 1996a, *ApJs*, 107, 1 (A96).
- [2] ABRAHAM, R. G., Tanvir, N. R., Santiago, B. X., Ellis, R.S., Glazebrook, K., and van den Bergh, S. 1996b, *MNRAS*, 279, L47.
- [3] ABRAHAM, R. G., Valdes, F., Yee, H.K.C., van den Bergh, S. 1994, *ApJ*, 432, 75.
- [4] ABRAHAM, R. G., van den Bergh, S., & Nair, P. 2003, *ApJ*, 588, 218.
- [5] CAON N., Capaccioli M. & Rampazzo, R., 1990, *A&AS*, 86, 429.
- [6] BAILLARD, et al. 2011.
- [7] CONSELICE C. J. 2003, *ApJS*, 147, 1.
- [8] CONSELICE C. J. 1997, *PASP*, 109, 1251.
- [9] CONSELICE C. J., Bershadly M.A., Gallagher J.S. 2000b, *A&A*, 354, 21L.
- [10] CONSELICE C. J., Matthew A. Bershadly, Mark Dickinson, and Casey Papovich 2003, *ApJ*.
- [11] CONSELICE C. J. 2006, *ApJ*, 638, 686.
- [12] CONSELICE, C. J., Rajgor, S., & Myers, R. 2008, *MNRAS*, 386, 909.
- [13] CONSELICE, C. J. 2009, *MNRAS*, 399, L16.
- [14] CONSELICE, C. J. & Arnold, J. 2009, *MNRAS*, 397, 208.
- [15] Dalcanton, J., & Bernstein, R. A., 2000, *AJ*, 120, 203.

-
- [16] DE VAUCOULEURS, G. 1959, *Handbuch der Physik*, 53, 275.
- [17] DJORGOVSKI S., Davis M., 1987, *ApJ*, 313, 59.
- [18] ELMEGREEN, B. G., & Elmegreen, D. M. 2005, *ApJ*, 627, 632
- [19] ELMEGREEN, D. M., Elmegreen, B. G., & Sheets, C. M. 2004b, *ApJ*, 603, 74.
- [20] FERRARESE L., Merritt D. 2000, *ApJ*, 539, L9.
- [21] FERRARESE L., Ford H. *Space Science Reviews*, 116, 523.
- [22] FERRARESE L., Merritt D. 2000, *ApJ*, 539, L9.
- [23] FREI Z.,Guhathakurta P., Gunn J. E., Tyson J. A. 1996, *AJ*, 111, 114.
- [24] GRAHAM A.W., 2001, *AJ*, 121, 820.
- [25] GRAHAM A.W., Colless M. 1997, *MNRAS*, 287, 221.
- [26] GRAHAM Alister W. 2012a, *ApJ*, 746, 113.
- [27] HUBBLE, E. 1926, *ApJ*, 64, 321.
- [28] I. Trujillo¹, Alister W. Graham and N. Caon, 2000.
- [29] LE FEVRE, O., et al. 2005, *A&A*, 439, 845
- [30] LOTZ J. M., Primack J., Madau P. 2004, *AJ*, 128, 163.
- [31] LOTZ, J. M., Madau, P., Giavalisco, M., Primack, J., & Ferguson, H. C. 2006, *ApJ*, 636, 592.
- [32] OLIVEIRA FILHO, Kepler de Souza, OLIVEIRA SARAIVA, *Astronomia e Astrofísica*; Editora livraria da Física; São Paulo; 2004; 2 edição.
- [33] PETROSIAN, V. 1976, *ApJ*, 209, L1.
- [34] KORMENDY, J. & Djorgovski, S. 1989, *Ann. Rev. Astr. Ap.* 27, 235.
- [35] KARTTUNEN, H.; KROGER, P.; OJA, H.; POUTANEN, M.; DONNER, K.J. *Fundamental Astronomy*, Berlin: Springer Verlag, 1996.

-
- [36] SANDAGE, A. & Binggeli, B. 1984, 89, 919.
- [37] SERSIC J. L., Primack J., Madau P. 1968, Atlas de galaxias australes, Sersic, J. L., ed.
- [38] SHU, Frank. The physical Universe; An Introduction to Astronomy. Mill Valley: Universe Science Books, 1982.
- [39] The physical Universe; An Introduction to Astronomy, Mill Valley: Universe Science Books, 1982.
- [40] VAN DEN BERGH, S. 1980a, PASP, 92, 122.
- [41] VAN DEN BERGH, S. 1980b, PASP, 92, 409.
- [42] VAN DEN BERGH, S. 1995, AJ, 110, 613.
- [43] VAN DEN BERGH, S. Galaxy Morphology and Classification, Cambridge, Cambridge University Press, 1998.
- [44] VAN DEN BERGH, S. Abraham, R. G., Ellis, R. S., Tanvir, N. R., Santiago, B. X., & Glazebrook, K. G. 1996, AJ, 112, 359.
- [45] VAN DEN BERGH, S. Cohen, J. G., Hogg, D. W., & Blandford, R. 2000, AJ, 120, 2190.
- [46] VAN DER WEL, A. & van der Marel, R. P. 2008, Astrophysical Journal, 684, 260.
- [47] VAN DER WEL, A. 2008, Astrophysical Journal, 675, L13.