

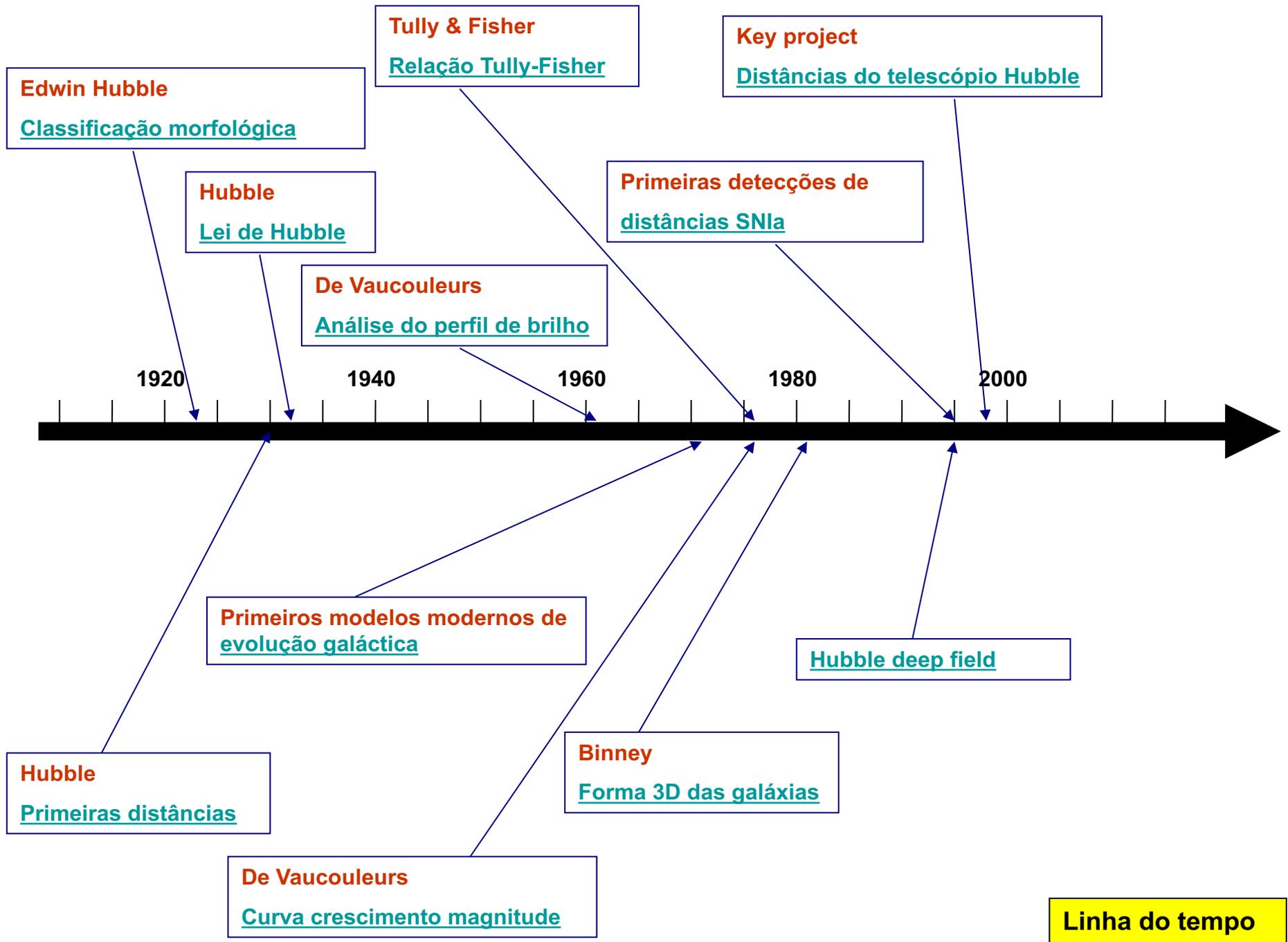
3. Propriedades Integradas



AGA 299 – IAG/USP
Ronaldo E. de Souza
Abril 2024



As propriedades das galáxias apresentam diferentes graus de regularidade que em princípio devem ser mensuradas para nos guiar no processo de entender suas estruturas, como estes objetos se formaram e evoluíram.



Tópicos

- 3.1 Morfologia
- 3.2 Luminosidade
- 3.3 Escala de Distâncias
- 3.4 Lei de Hubble e Cosmologia
- 3.5 Propriedades Gerais
- 3.6 Evolução Fotométrica
- 3.7 Evolução Química
- 3.8 Problemas

3.1 Morfologia

Apesar do enorme número de galáxias no Universo é surpreendente que estas possam ser categorizadas em umas poucas classes morfológicas. A reprodução do Hubble Ultra Deep Field ao lado ilustra como a maioria das quase 10000 galáxias aqui identificadas, mesmo as mais distantes, podem ser divididas em apenas duas grandes categorias: espirais e elípticas.



Além das Espirais e Elípticas existem ainda objetos peculiares em grande parte resultantes de interações. Mas a maioria encaixa-se nas duas principais categorias. É possível reconhecer ainda que as Espirais se dividem em Barradas e não-Barradas.



Esta é a imagem do deep field do telescópio James Webb obtida pela NIRCam na região do aglomerado de galáxias SMACS 0723. A galáxia central ($z=0,39$) está a uma distância de quando o Universo tinha $t_0 - t \sim 4,5$ bilhões no passado. Podemos observar o efeito de lente gravitacional de objetos ainda mais distantes ilustrando claramente morfologias do tipo disco e esferoidal.



Esta concepção motivou E. Hubble a propor o seu famoso diagrama de classificação morfológica ainda hoje usado pela maioria dos observadores. Como um recurso de completude metodológica Hubble introduziu a classe intermediária de galáxias S0. Mas ele mesmo não foi capaz de detectar estes objetos, conforme se percebe na descrição da figura. Posteriormente esta classe foi detectada e reconhecida como tal.

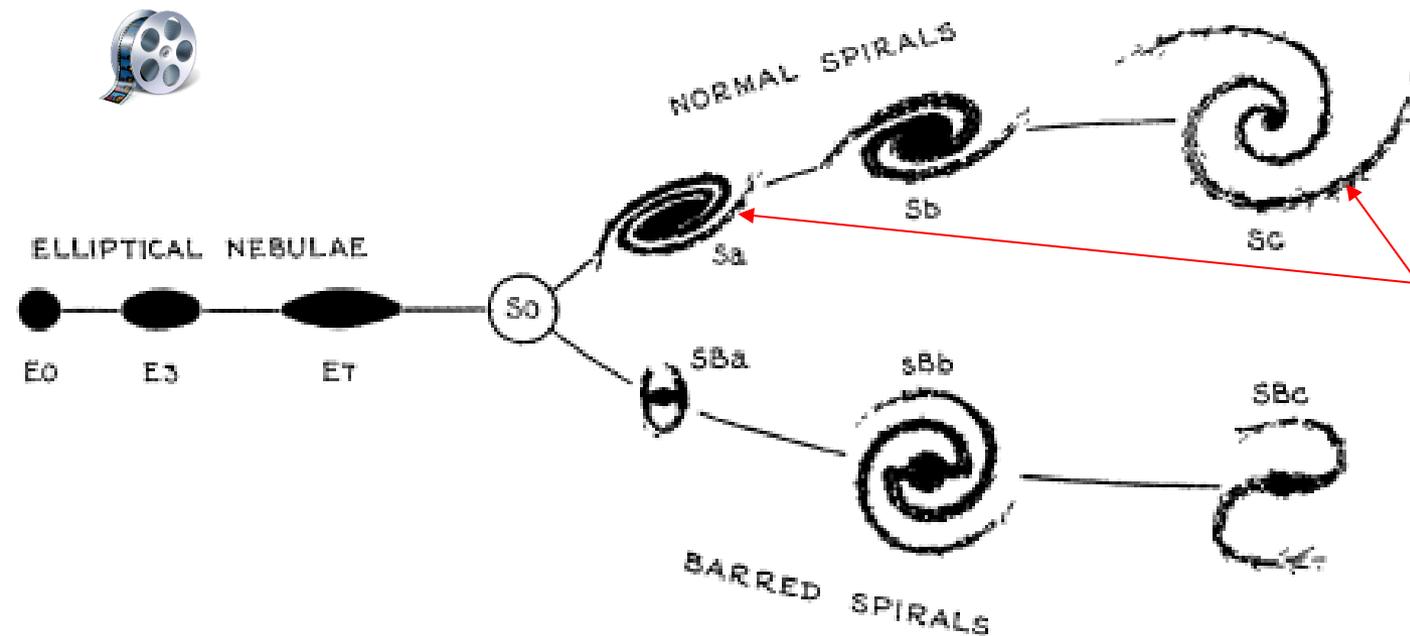


FIG. 1. *The Sequence of Nebular Types.*

The diagram is a schematic representation of the sequences of classification. A few nebulae of mixed types are found between the two sequences of spirals. The transition stage, S0, is more or less hypothetical. The transition between E7 and SB_a is smooth and continuous. Between E7 and S_a, no nebulae are definitely recognized.

A categoria das galáxias espirais é classificada prioritariamente a partir da aparência dos braços espirais. Aquelas com os braços mais fechados são as Sa's seguidas das Sb's e Sc's sendo estas últimas as que apresentam os braços mais abertos.

Possivelmente a simplicidade deste esquema implica em que um número reduzido de fatores físicos determinem a formação e evolução das galáxias.

Alguns autores preferem descrever as características morfológicas através da classe numérica introduzida por de Vaucouleurs nos catálogos RC2 e RC3. Esta nomenclatura é de grande utilidade principalmente em trabalhos estatísticos.

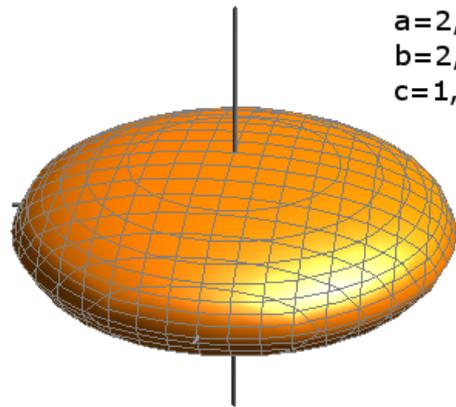
T	Símbolo	Descrição	THubble
-6	cE	Elípticas Compactas	E
-5	E	Elípticas	
-4	E ⁺	Elípticas de transição	
-3	S0 ⁻	Lenticulares de classe jovem	S0
-2	S0 ⁰	Lenticulares intermediárias	
-1	S0 ⁺	Lenticulares tardias	
0	S0/a		S0/a
1	Sa	Espirais do tipo a	Sa
2	Sab		Sa-b
3	Sb	Espirais do tipo b	Sb
4	Sbc		Sb-c
5	Sc	Espirais do tipo c	Sc
6	Scd		
7	Sd	Espirais do tipo d	
8	Sdm		Sc-Irr
9	Sm	Irregulares do tipo Nuvem de Magalhães	Irr
10	Im	Irregulares sem traços de braços	

Nas galáxias elípticas Hubble distinguiu 8 categorias (E0-E7) divididas de acordo com o achatamento médio aparente do objeto,

$$f=1-b/a$$

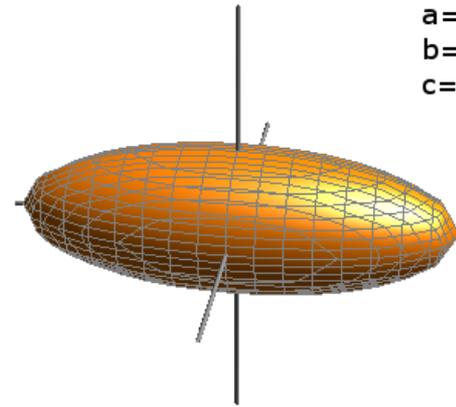
Sendo a e b os diâmetros menor e maior respectivamente. Assim uma galáxia com razão axial $q=b/a=0,7$ terá $f=0,3$ e será classificada como E3. Observe que o achatamento aparente da galáxia pode mudar dependendo da sua orientação em relação ao observador. Esta classificação está obviamente baseada em uma propriedade aparente e não intrínseca. Portanto um objeto, genericamente descrito por um elipsoide triaxial, poderia ter diferentes classificações dependendo da sua orientação em relação à linha de visada do observador.

Tente imaginar testes para distinguir estas diferentes formas elipsoidais a partir da imagem observada! Ao lado temos três diferentes perspectivas de um elipsoide triaxial, oblato e prolato.



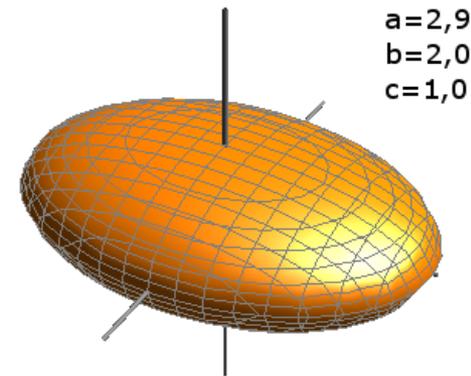
Elipsoide oblato
 $a=b>c$

$a=2,9$
 $b=2,9$
 $c=1,0$



Elipsoide prolato
 $b=c<a$

$a=2,9$
 $b=1,0$
 $c=1,0$

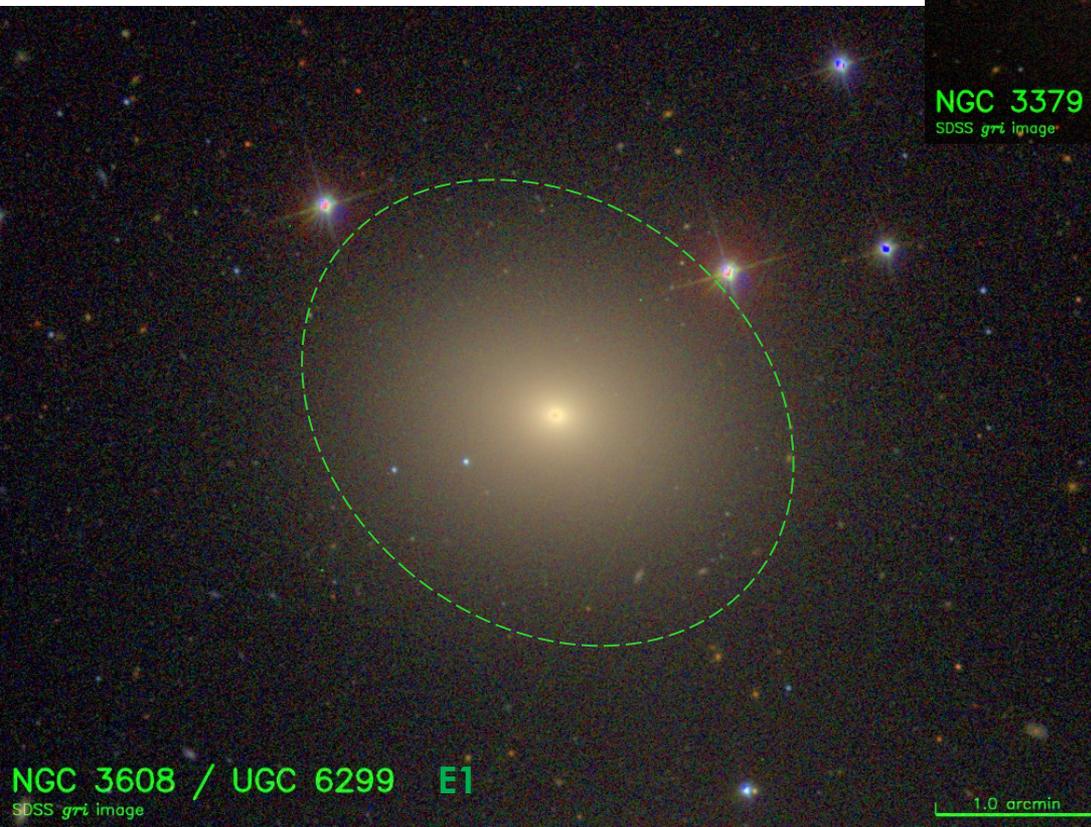
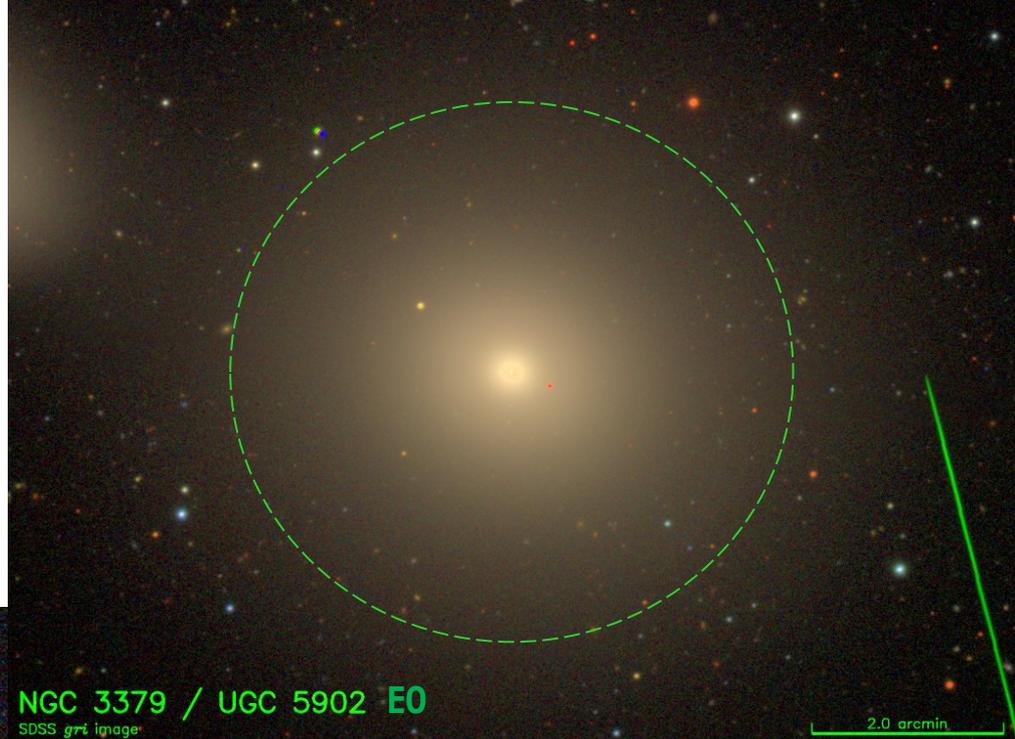


Elipsoide triaxial
 $a>b>c$

$a=2,9$
 $b=2,0$
 $c=1,0$

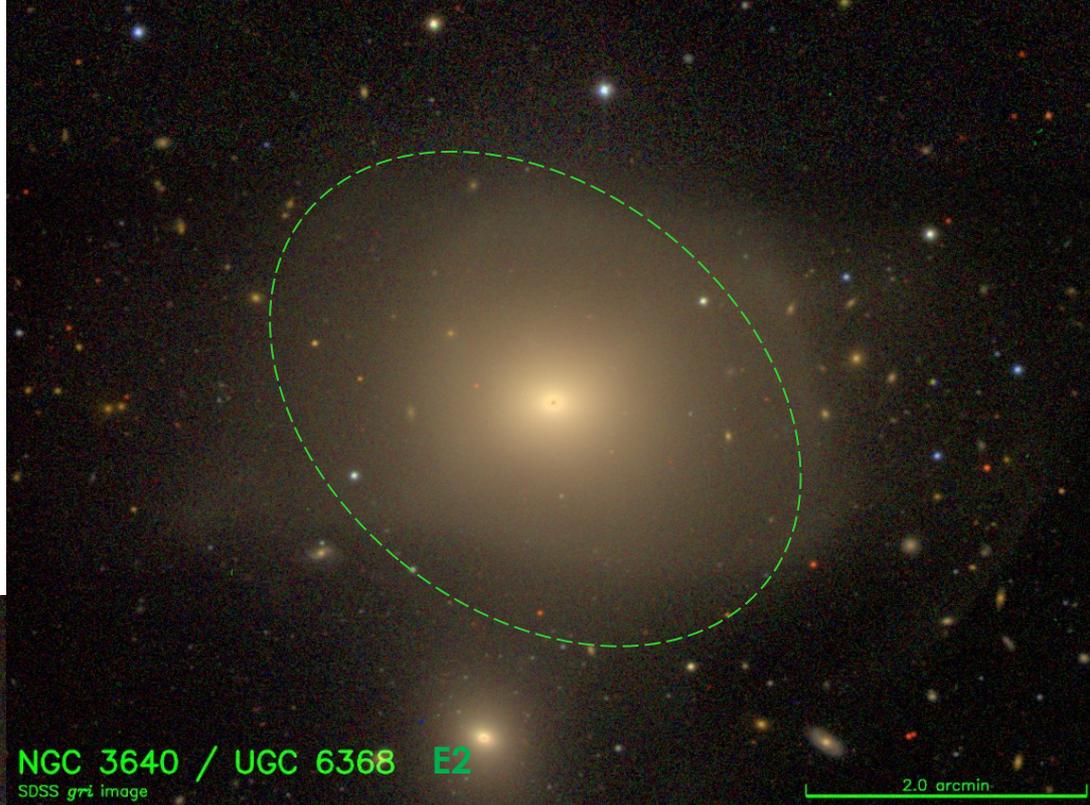
Como determinar a forma real observando apenas a forma aparente ?

Normalmente a classificação morfológica é realizada através das isofotas mais afastadas da região central para garantir que estamos observando todo o corpo do objeto. Os exemplos a seguir foram extraídos de objetos classificados no Revised Shapley Ames Catalog (https://ned.ipac.caltech.edu/level5/Shapley_Ames/frames.html) utilizando imagens do site SDSS (<http://cosmo.nyu.edu/hogg/rc3/>).

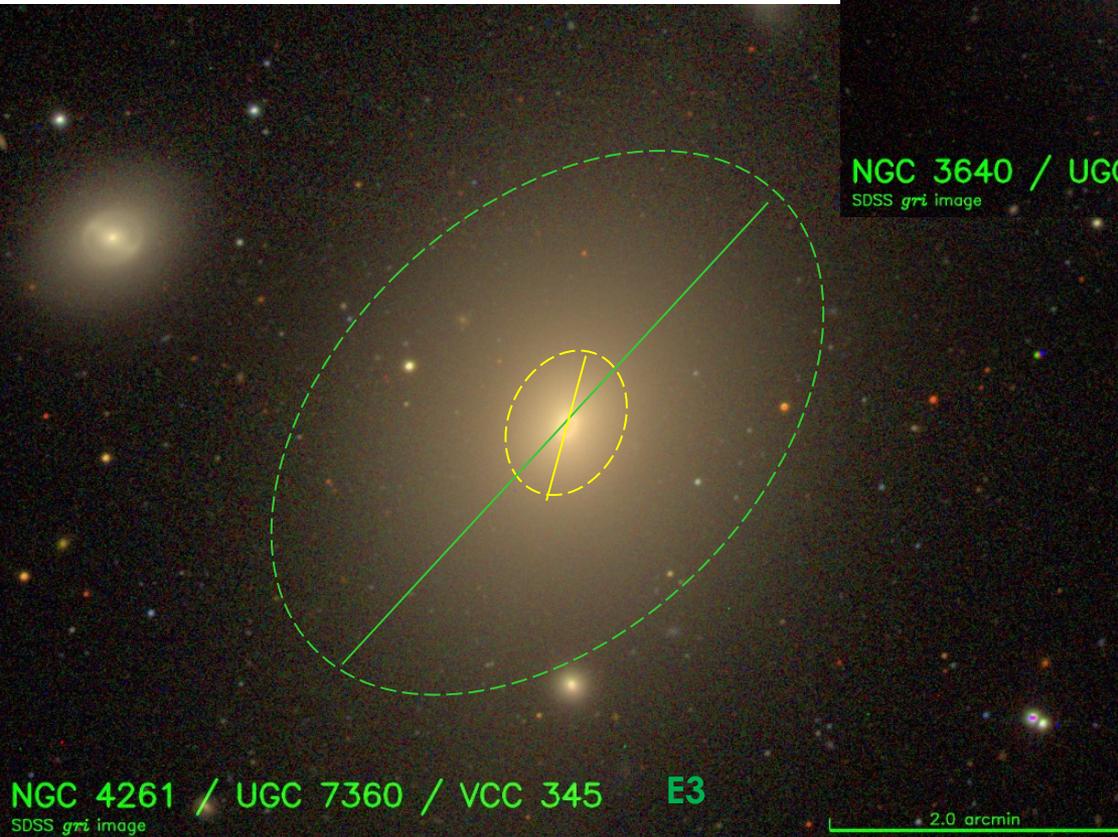


Apesar do cuidado mesmo um observador cauteloso pode ser traído pela influência de objetos próximos, bem como por outras peculiaridades acidentais da imagem. Portanto as chances de se cometerem erros na classificação morfológica são relativamente elevadas. Diferentes observadores podem ter avaliações bem distintas e até mesmo conflitantes de um mesmo objeto.

Muitas vezes o objeto apresenta também peculiaridades decorrentes de interações com outros objetos próximos ou mesmo apresentar características estruturais internas que podem afetar a sua forma aparente.



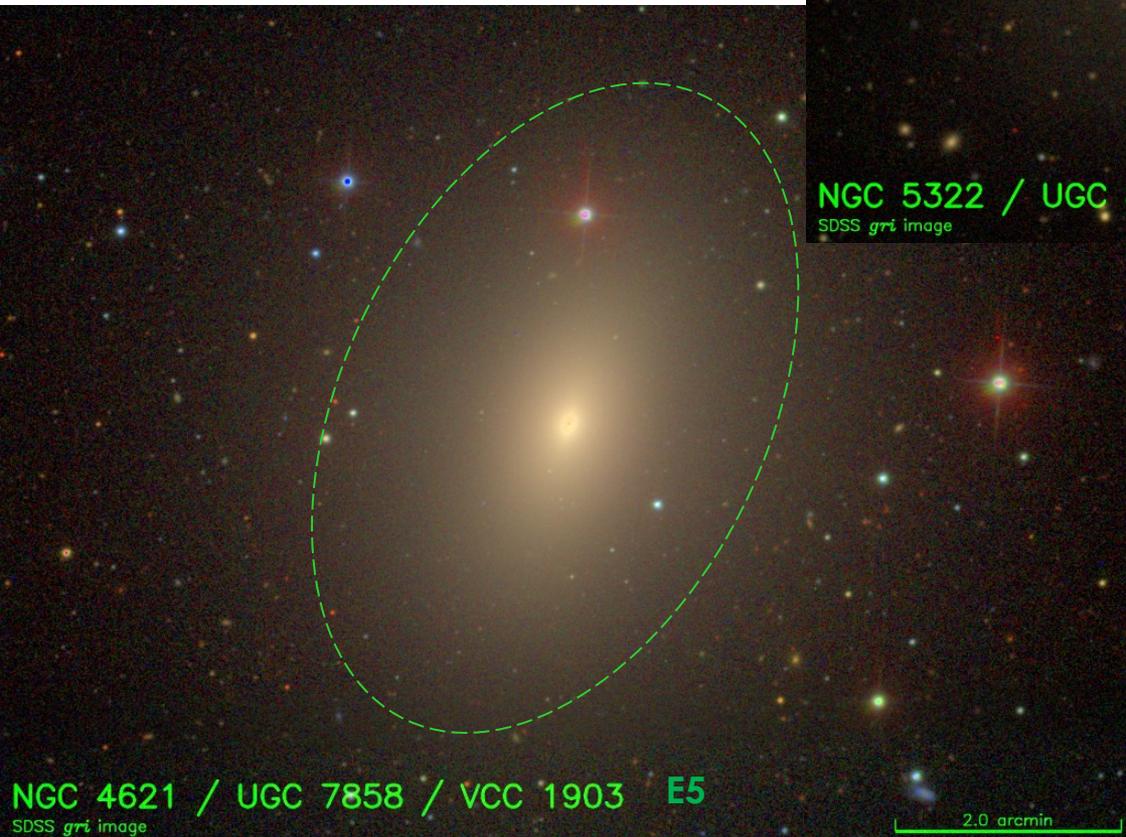
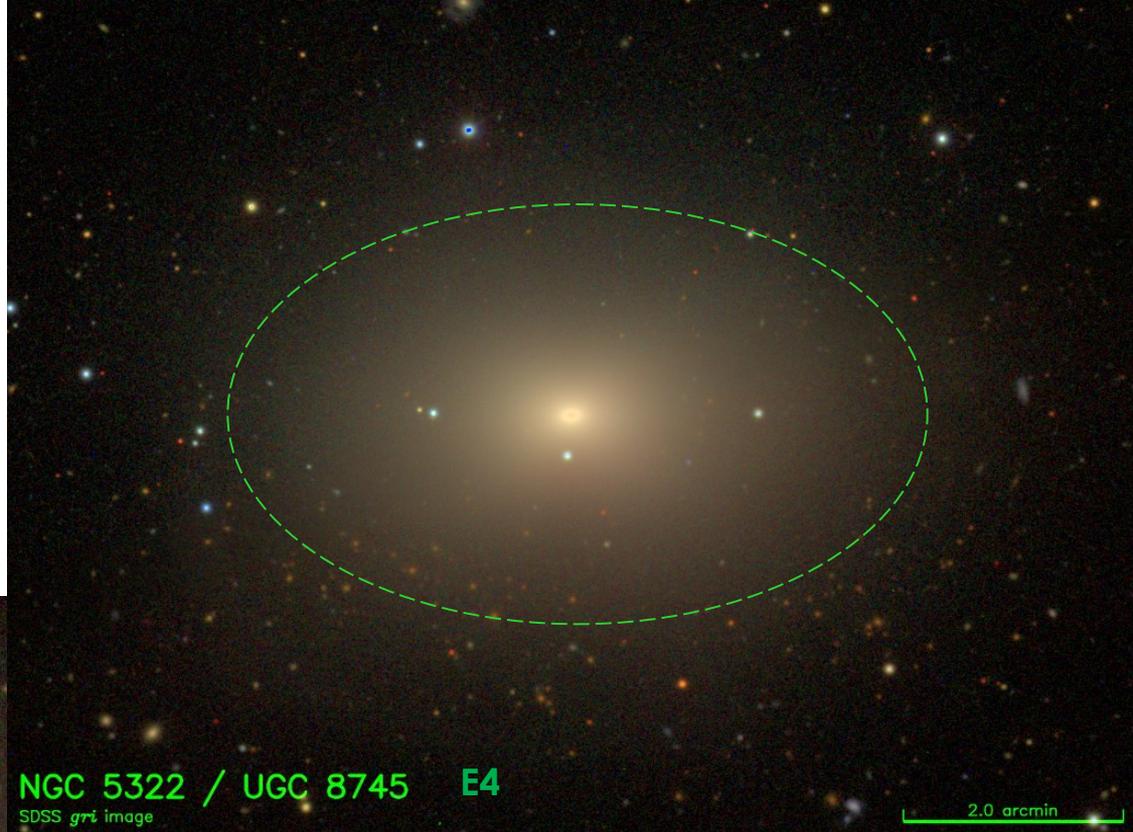
NGC 3640 / UGC 6368 E2
SDSS *gri* image



NGC 4261 / UGC 7360 / VCC 345 E3
SDSS *gri* image

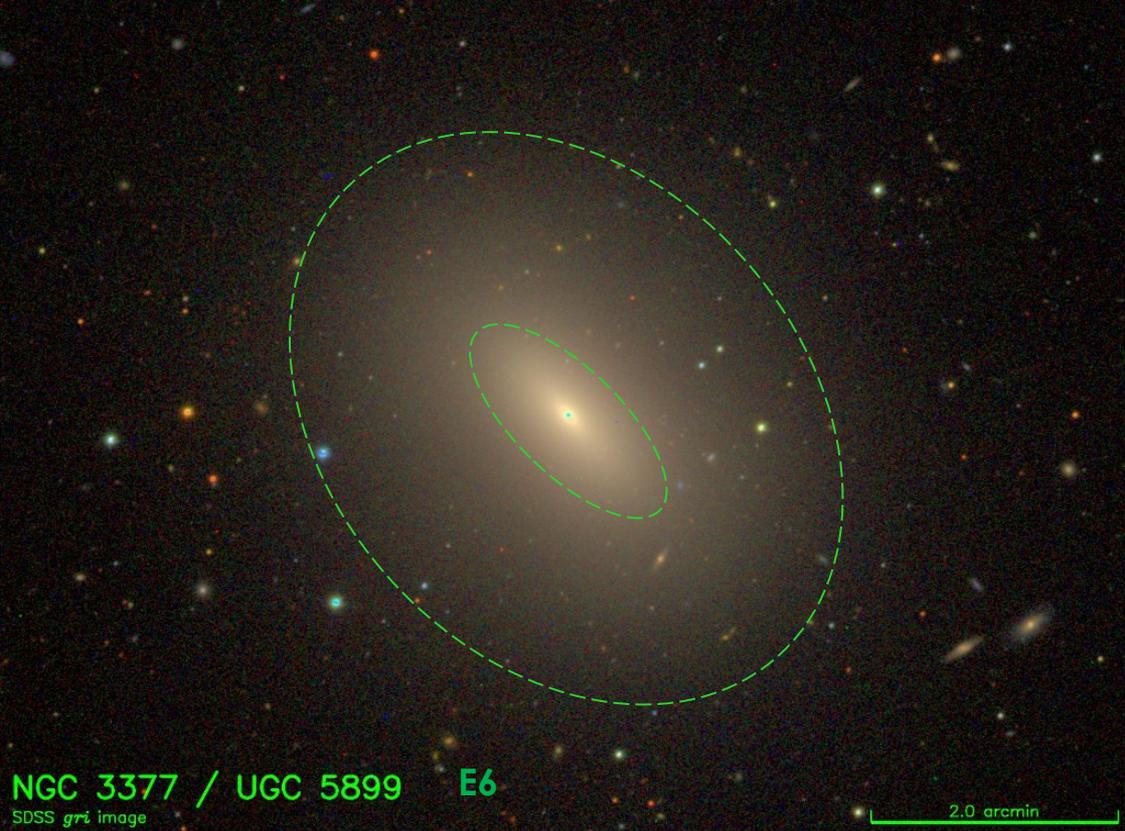
Observe como em alguns casos a elipticidade e orientação isofotal varia dependendo da distância à região central do objeto. Segundo alguns autores estas torções isofotais podem ser interpretadas como indícios de triaxialidade. Ou seja, o elipsoide que descreve a região externa não está alinhado com a distribuição da região interna.

Ao classificar vários objetos é fundamental dispor de material suficientemente homogêneo para todos eles. Esta preocupação é uma garantia de que todos os objetos da amostra foram classificados utilizando os mesmos critérios e materiais similares.

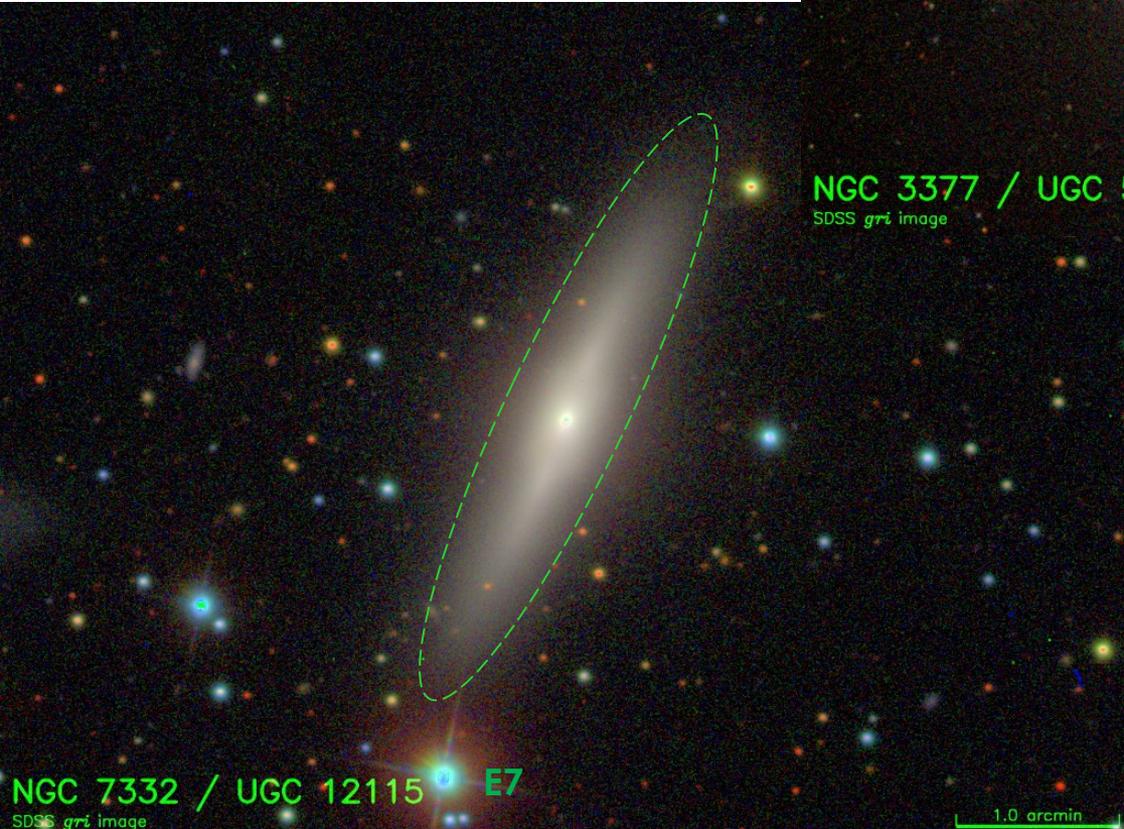


A elaboração de critérios automáticos que sejam minimamente semelhantes aos critérios visuais é um dos grandes desafios modernos. Afinal é impossível a uns poucos observadores classificar visualmente alguns milhões de galáxias!

Um aspecto interessante e que sempre chamou a atenção de vários observadores é que existem poucos objetos classificados como E6 e E7. Esta ausência de elípticas mais achatadas do que E7 parece estar relacionada a alguma limitação física ligada a instabilidades dinâmicas que ainda não são perfeitamente compreendidas.



NGC 3377 / UGC 5899 E6
SDSS *gri* image



NGC 7332 / UGC 12115 E7
SDSS *gri* image

Veja como em NGC 3377 a classificação adotada no RSA parece refletir mais as isofotas internas do que as externas, onde o objeto parece ser menos achatado. Ou seja, um observador mais atento à região externa classificaria este objeto como uma E3 ao invés de uma E6!

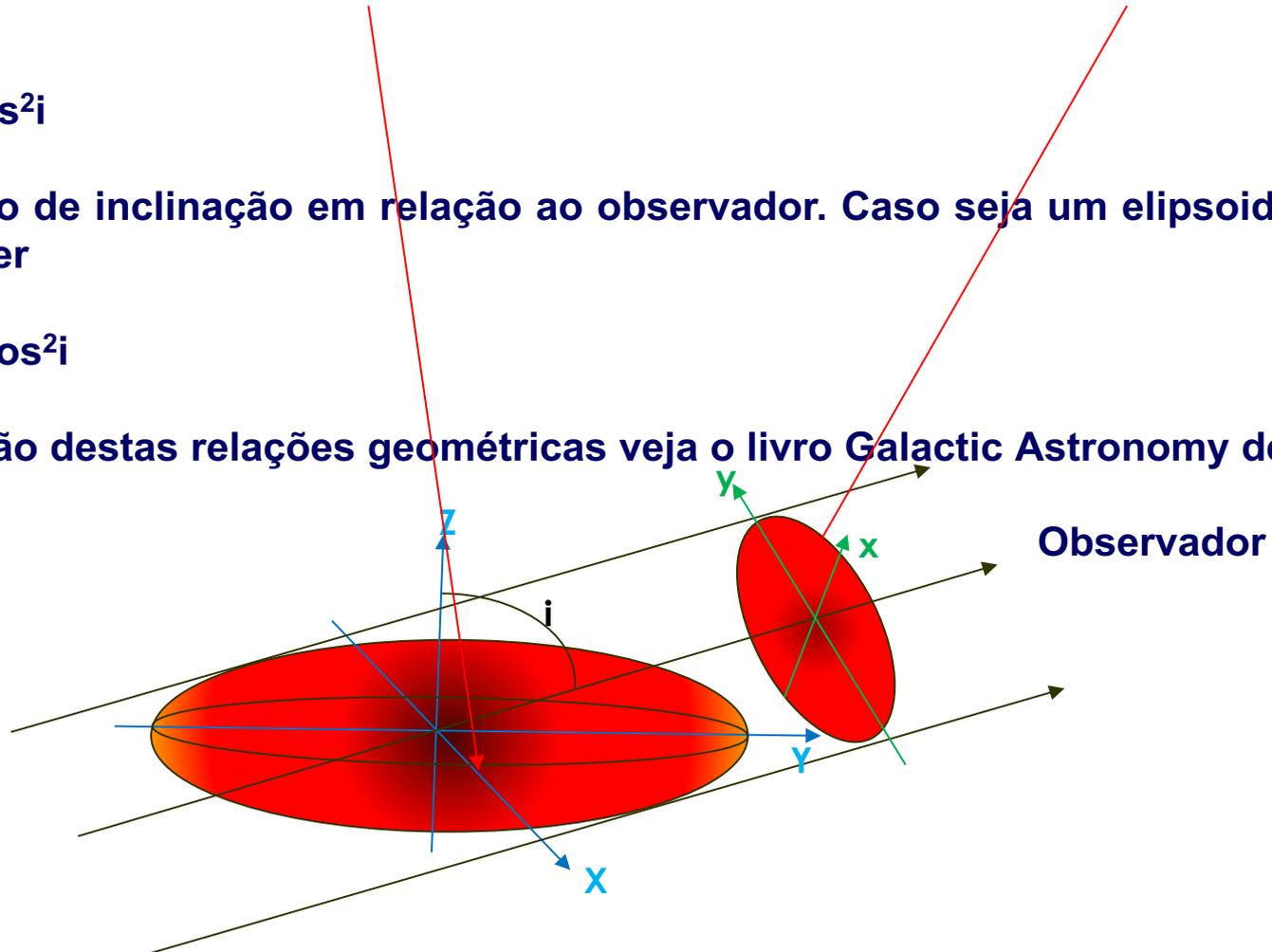
Julgando-se apenas pela forma aparente de uma galáxia elíptica torna-se muito difícil estabelecer se um determinado objeto poderia ser descrito como um elipsoide oblato ou prolato. Existe, no entanto, uma forma estatística de abordar este problema analisando-se a distribuição da razão axial aparente de um grande número destes objetos e usar a hipótese de que os objetos estejam aleatoriamente orientados em relação ao plano do céu. Se considerarmos por exemplo que as galáxias possam ser descritas como elipsoides oblatos de razão axial intrínseca $\xi=B/A$ então a sua razão axial aparente ($q=b/a$) será dada pela relação

$$q^2 = \xi^2 \sin^2 i + \cos^2 i$$

onde i é o ângulo de inclinação em relação ao observador. Caso seja um elipsoide prolato a relação deve ser

$$1/q^2 = \xi^2 \sin^2 i + \cos^2 i$$

Para uma dedução destas relações geométricas veja o livro *Galactic Astronomy* de Mihalas & Binney (1978)



Individualmente é praticamente impossível, para um dado objeto, descobrir qual deve o ser o ângulo de inclinação i do seu eixo de simetria do elipsoide em relação ao observador. Porém usando a hipótese estatística de que para uma amostra abundante de objetos este ângulo deva estar distribuído aleatoriamente podemos inferir qual dos dois modelos (oblato ou prolato) seria o mais adequado para descrever as populações observadas. Este teste foi realizado pela primeira vez por Binney & de Vaucouleurs (1981, MNRAS, 194, 679) como ilustrado nas figuras abaixo.

Na opinião dos autores o modelo de um elipsoide prolato é ligeiramente favorecido por ter um desvio χ^2/bin mais próximo do valor esperado (1,0) para uma distribuição aleatória de erros instrumentais. Este resultado implica que em média a figura das galáxias elípticas seria bem descrita por um elipsoide de razão axial intrínseca $\xi \sim 0,6$ (E4). Observe como a proporção de objetos muito achatados é quase nula em $\xi < 0,3$.

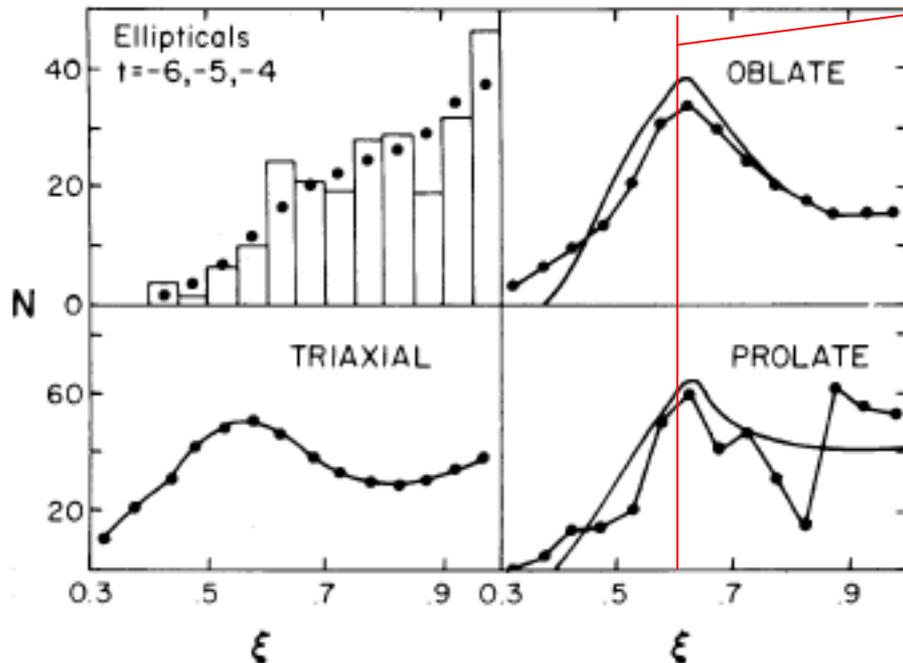


Table 3. Fits to data for elliptical galaxies.

Type	χ^2/bin	Free fit P_{ks}
Oblate	0.84	0.72
Prolate	0.92	0.22
Triax	0.88	0.72

Este teste foi feito por B. S. Ryden (1992, ApJ, 396, 445) utilizando uma amostra de 171 galáxias elípticas com boas estimativas de medida dos diâmetros e respectivas razões axiais. Os resultados indicam que a forma das galáxias elípticas é melhor descrita por um elipsoide triaxial com razões axiais 1:0,98;0,69. Este é o melhor modelo que reproduz a distribuição acumulada de razões axiais aparentes e o histograma da distribuição de razões axiais aparentes. Observe que o último bin do histograma das razões axiais aparentes é distinto daquele utilizado no trabalho de Binney e de Vaucouleurs discutido anteriormente. Apesar da triaxialidade os dois eixos principais são aproximadamente idênticos próximo portanto de um elipsoide oblato.

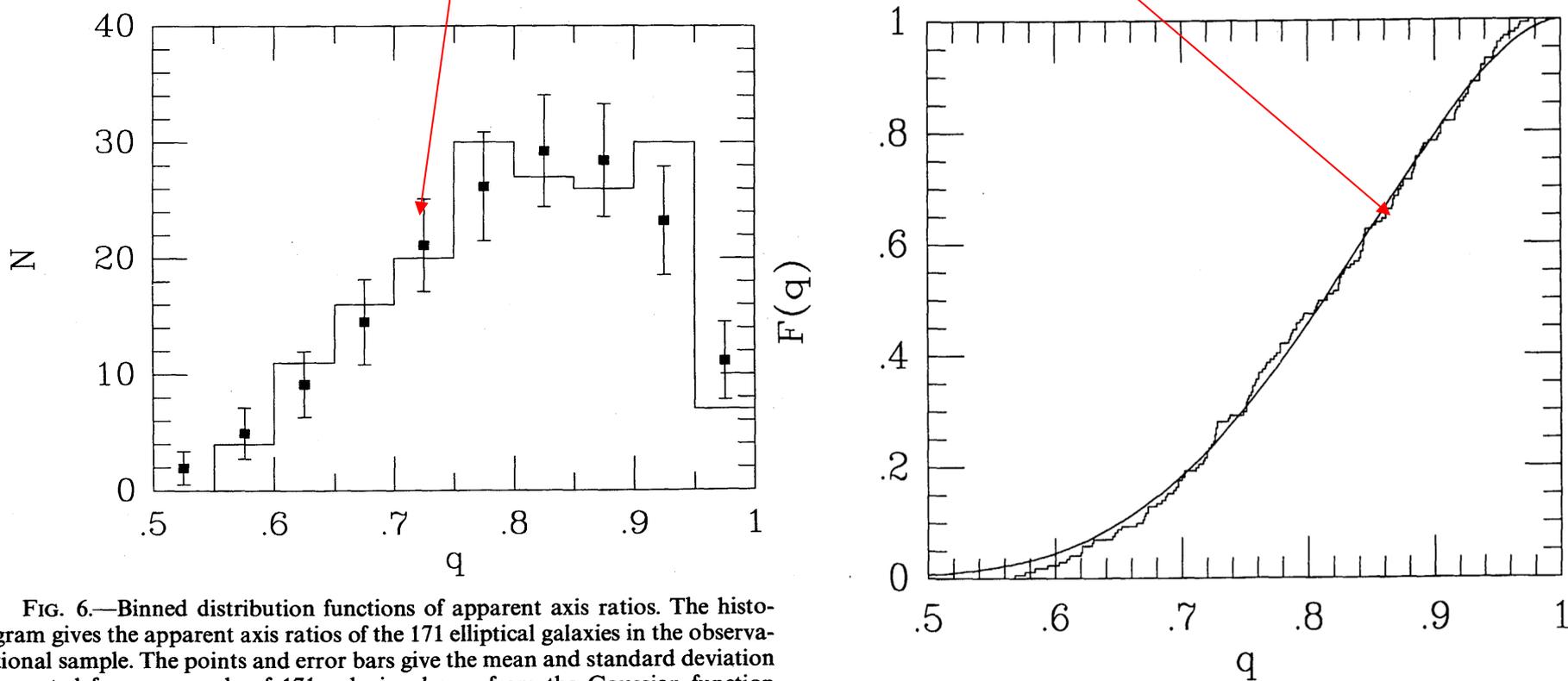
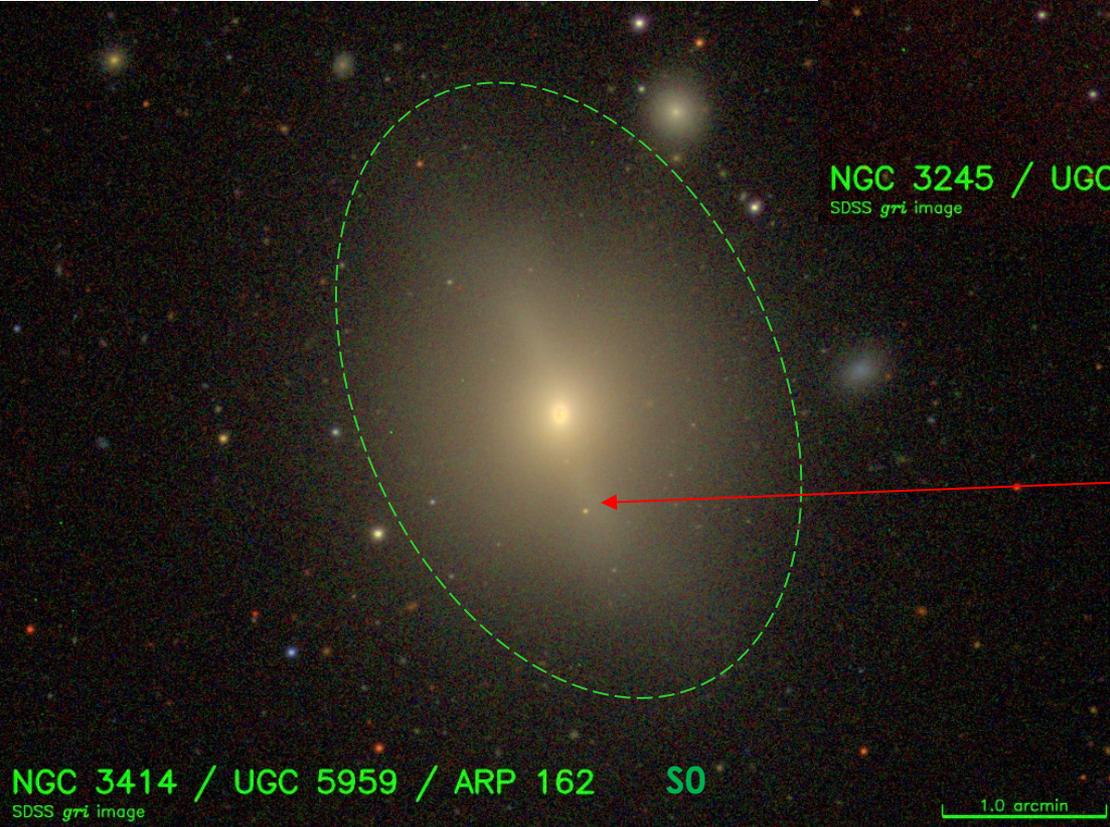
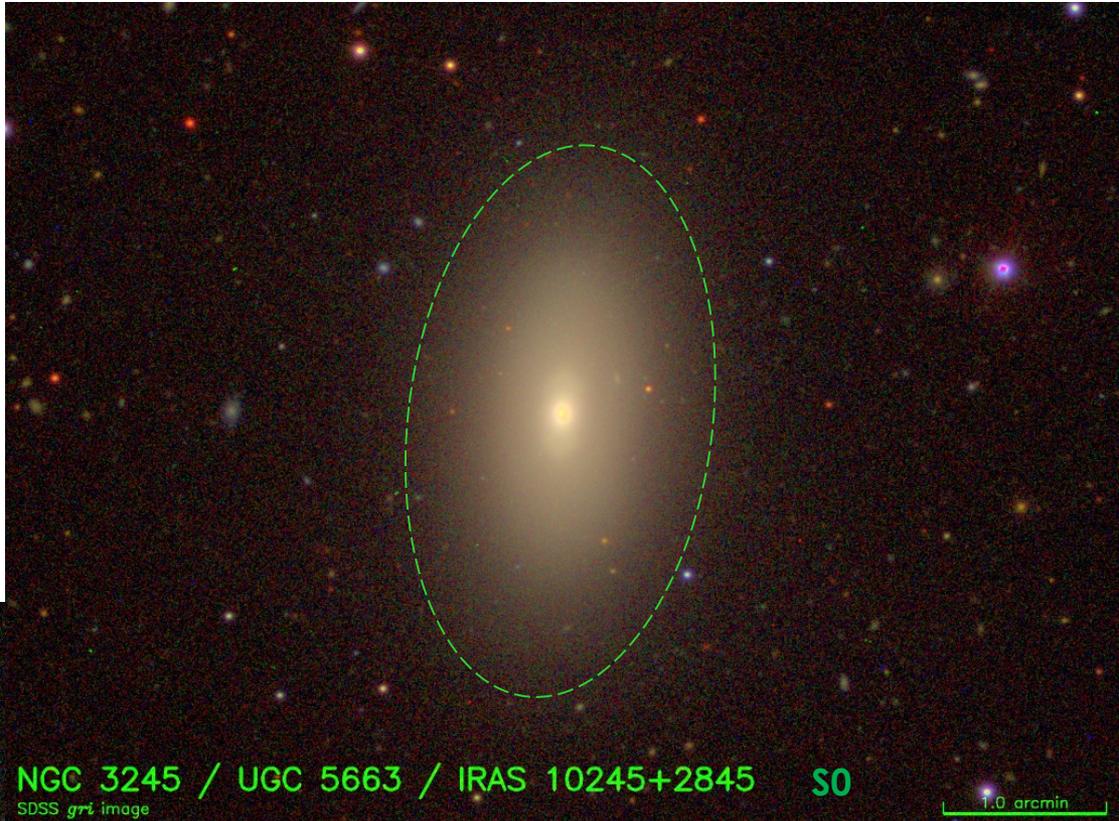


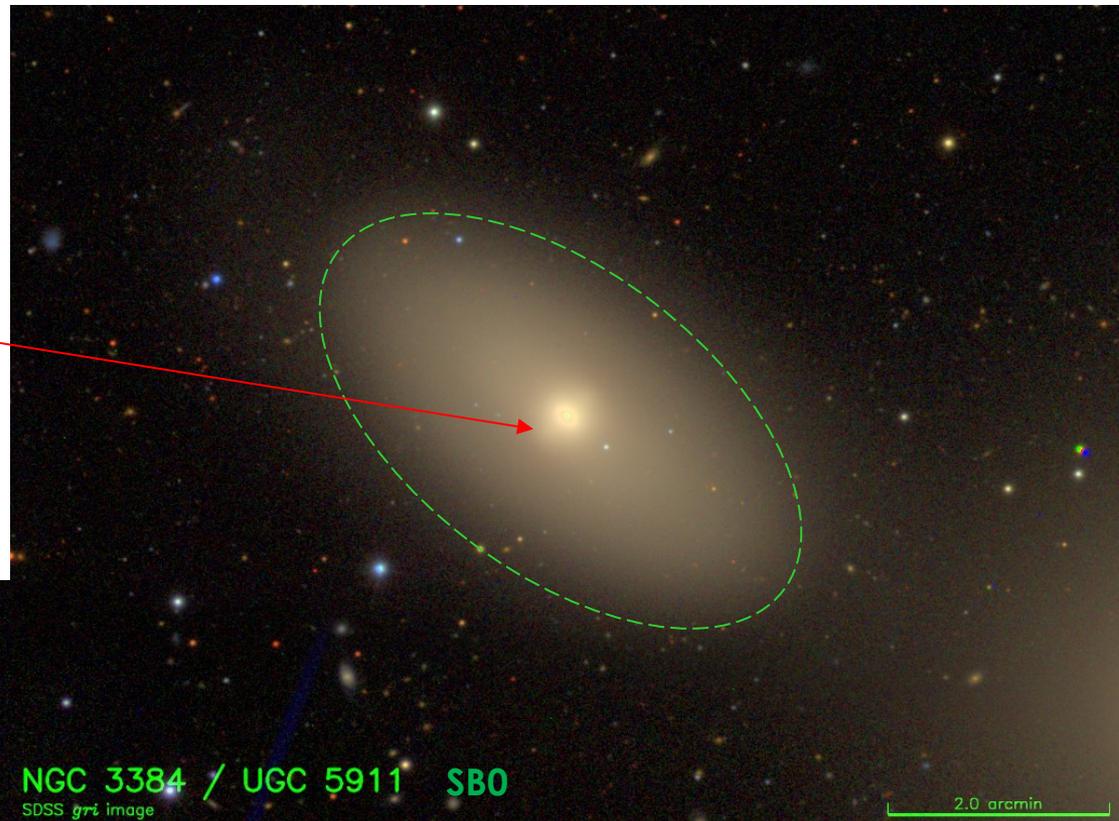
FIG. 6.—Binned distribution functions of apparent axis ratios. The histogram gives the apparent axis ratios of the 171 elliptical galaxies in the observational sample. The points and error bars give the mean and standard deviation expected from a sample of 171 galaxies drawn from the Gaussian function $f(\beta, \gamma)$ with $\sigma_0 = 0.11$, $\beta_0 = 0.98$, and $\gamma_0 = 0.69$. The two functions have a reduced χ^2 score of $\chi^2/\nu = 1.2$.

A classe das galáxias lenticulares ou S0's, por ter uma característica intermediária entre espirais e elípticas, é extremamente difícil de ser classificada acuradamente e por este motivo está também sujeita a conter o maior número de incorreções.



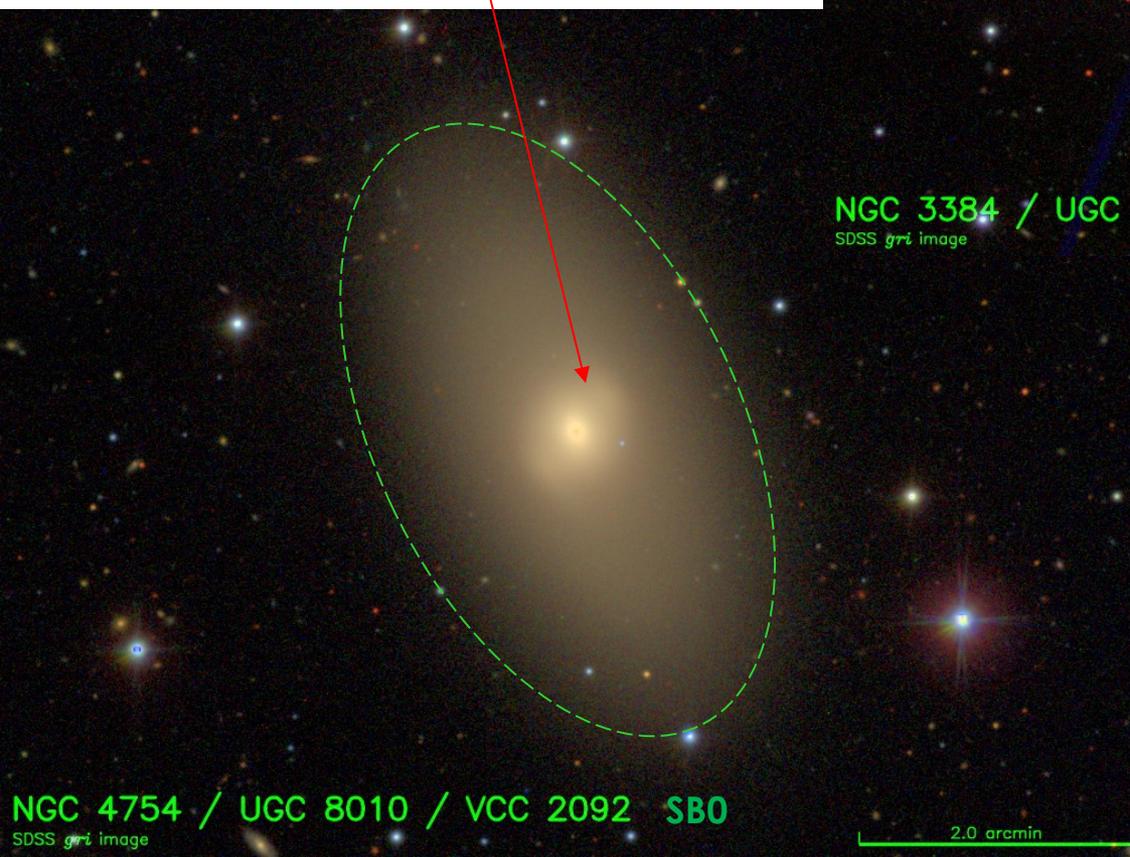
Normalmente a classificação desses objetos é definida pela presença de uma componente difusa correspondente a um disco externo, que não deveria estar presente nas elípticas. Além disto não se vê claramente a presença de braços, típicos das espirais, exceto em imagens residuais.

Algumas galáxias lenticulares são classificadas como barradas (SB0) devido à presença de uma estrutura alongada na região central do disco.



NGC 3384 / UGC 5911 SB0
SDSS *gri* image

2.0 arcmin



NGC 4754 / UGC 8010 / VCC 2092 SB0
SDSS *gri* image

2.0 arcmin

Na prática, em geral os observadores tentam primeiro verificar se o objeto é uma galáxia espiral ou elíptica. Descartada estas possibilidades verifica-se se é uma lenticular. Naturalmente este procedimento de exclusão acentua a proporção de objetos mal classificados nesta classe.

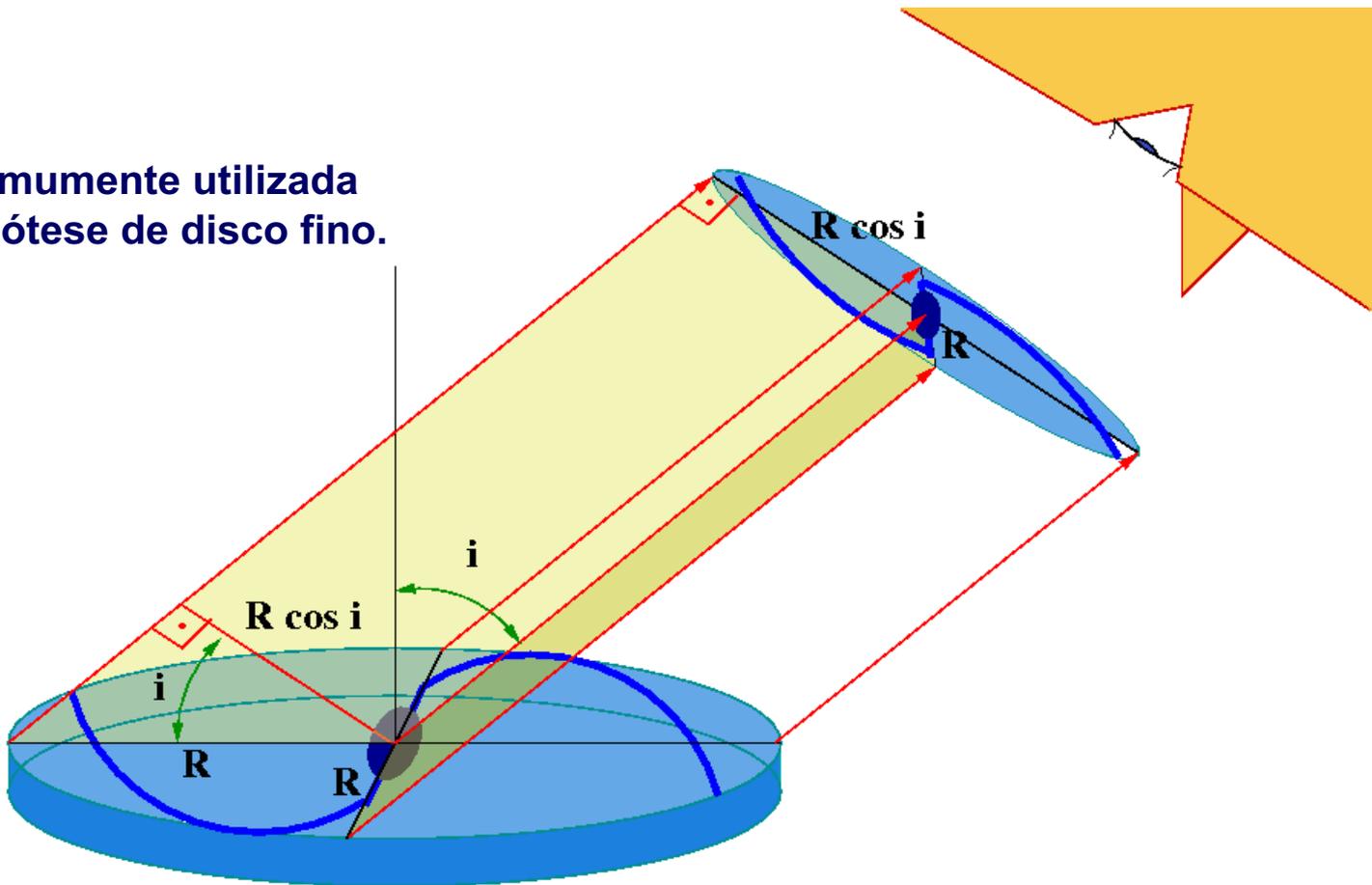
Nas galáxias com disco, como é o caso das lenticulares e espirais, considera-se em geral que os mesmos sejam elipsoides oblatos achatados e com razão axial intrínseca $\xi=H/R$ sendo H a escala de altura e R o raio do disco. Neste caso a sua razão axial aparente ($q=b/a$) será dada pela relação

$$q^2 = \xi^2 \sin^2 i + \cos^2 i$$

onde i é o ângulo de inclinação em relação ao observador. Caso o disco possa ser considerado como fino, $\xi \ll 1$, podemos desprezar o termo da razão axial intrínseca e neste caso

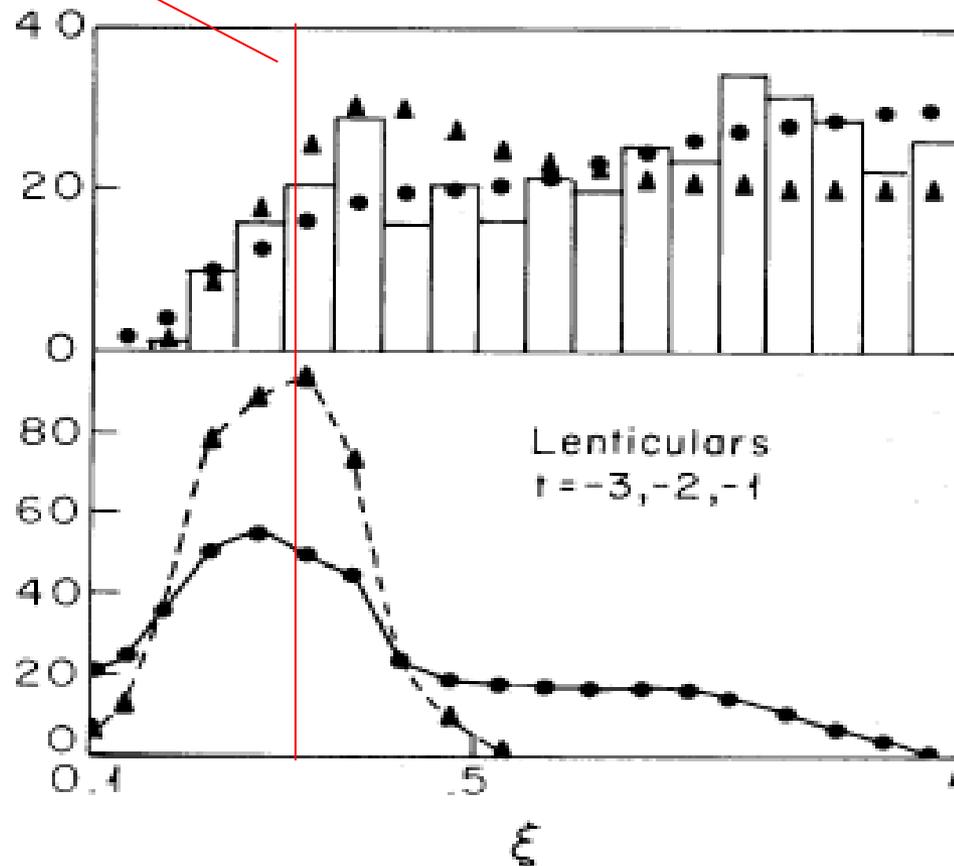
$$q = \cos i$$

que é a relação mais comumente utilizada e conhecida como a hipótese de disco fino.



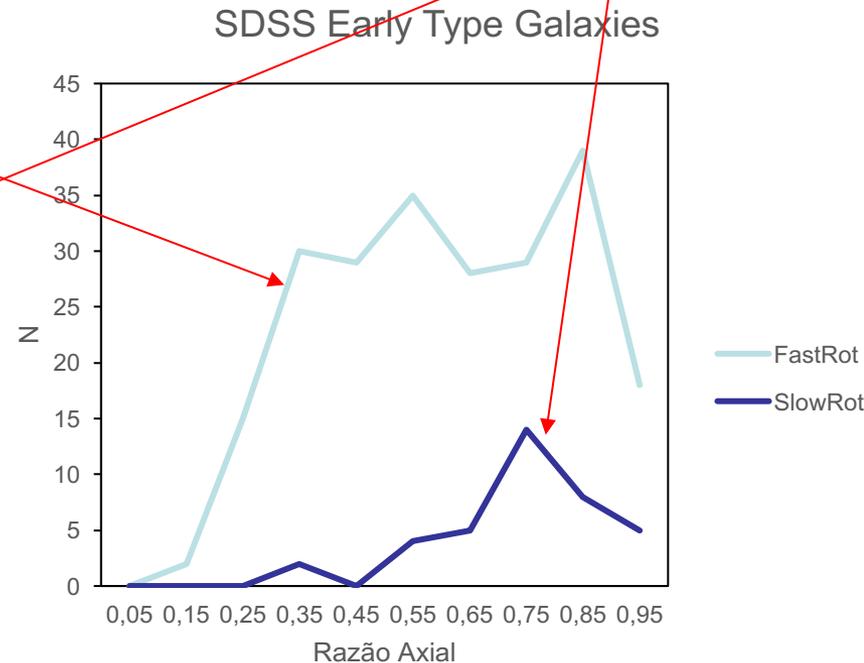
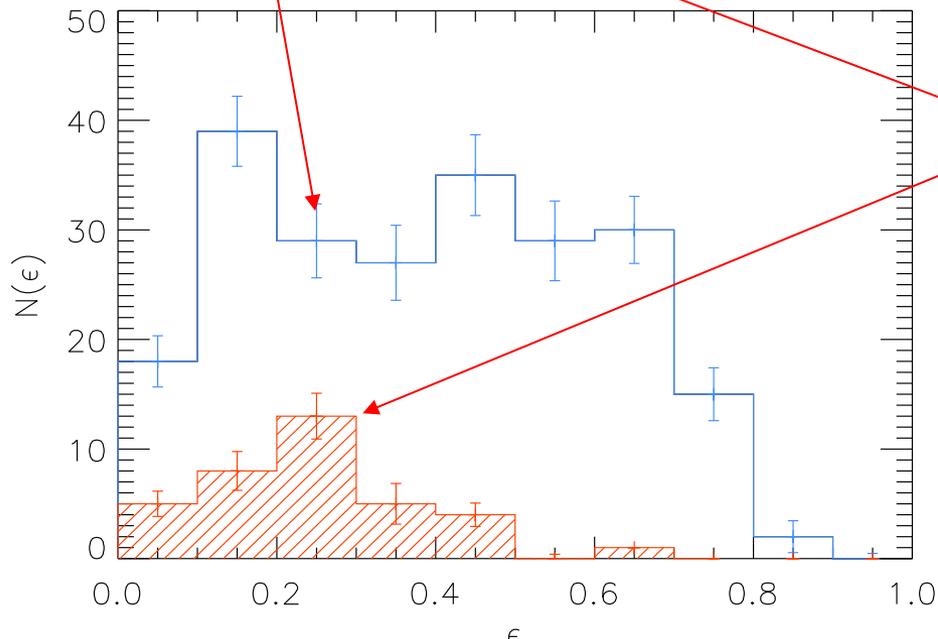
O mesmo método adotado para as galáxias elípticas foi também aplicado por Binney & de Vaucouleurs ([1981, MNRAS, 194, 679](#)) para descrever as galáxias lenticulares.

O resultado desta análise é que no caso das lenticulares a razão axial intrínseca média é $\xi \sim 0,3$. Observe que neste caso devem existir lenticulares bastante achatadas, ainda que em número reduzido.

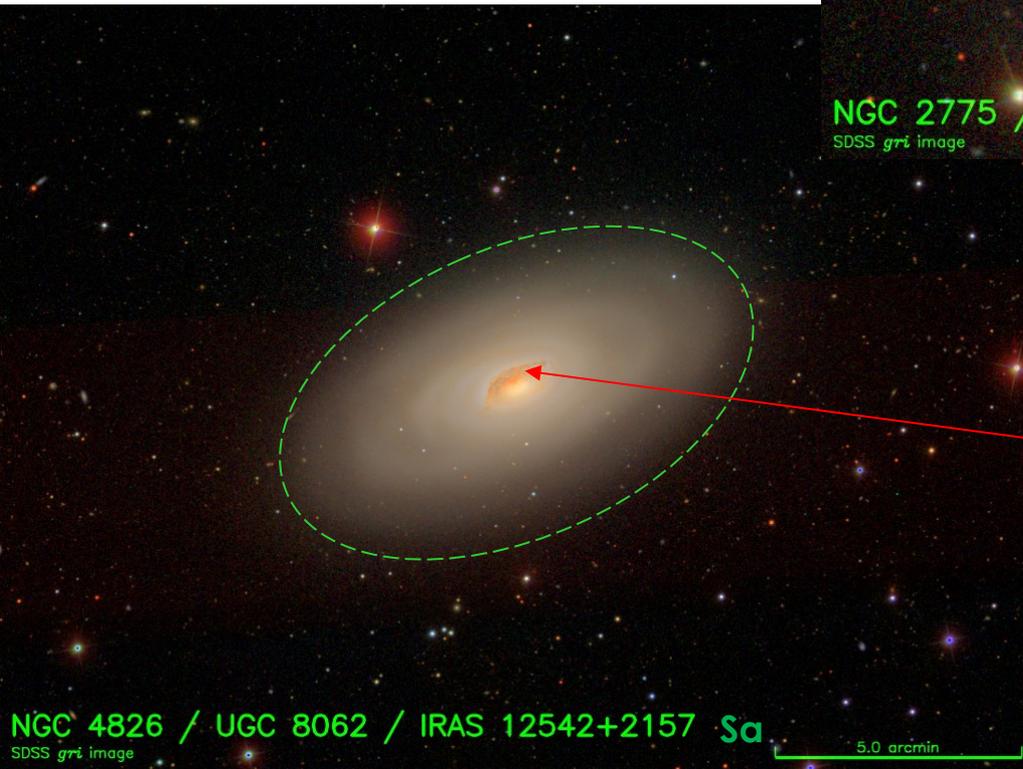
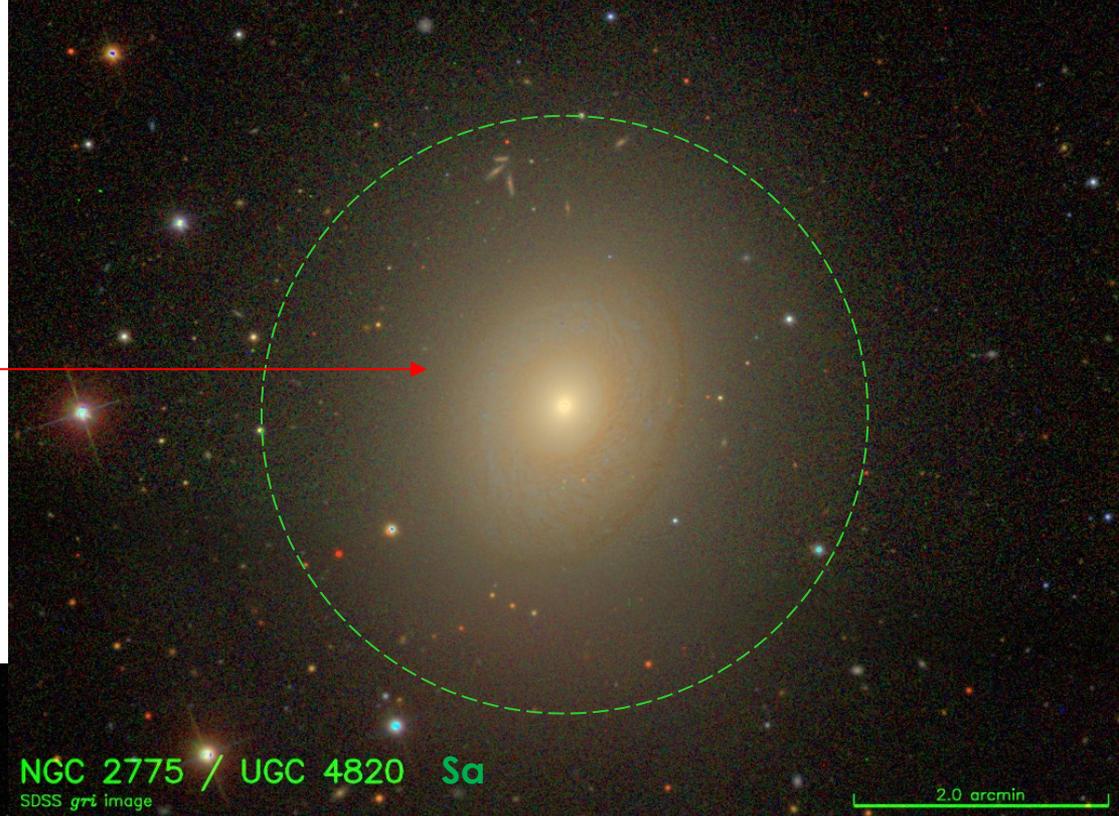


A tendência mais moderna é de considerar as elípticas e lenticulares como uma classe conhecida como galáxias de tipo jovem. Os pesquisadores de um dos grupos de trabalho do SDSS (Weijmans et al, 2014, MNRAS, 444, 3340) selecionaram uma amostra de 231 objetos com as melhores estimativas de razão axial e analisaram a sua distribuição de elipticidade ($e^2=1-b^2/a^2$) a qual está relacionada à razão axial ($q=b/a=(1-e^2)^{1/2}$). A distribuição de elipticidades está apresentada abaixo e estes mesmos dados também podem se apresentados em termos da razão axial conforme vimos antes no estudo de Binney e de Vaucouleurs.

A conclusão deste estudo é que as galáxias de tipo jovem consideradas como rotatores rápidos pelas suas características dinâmicas são de fato mais achatadas e a sua razão axial intrínseca é ordem de $\xi \sim 0,25$. Já as galáxias que são rotatores lentos apresentam uma razão axial intrínseca $\xi \sim 0,63$.

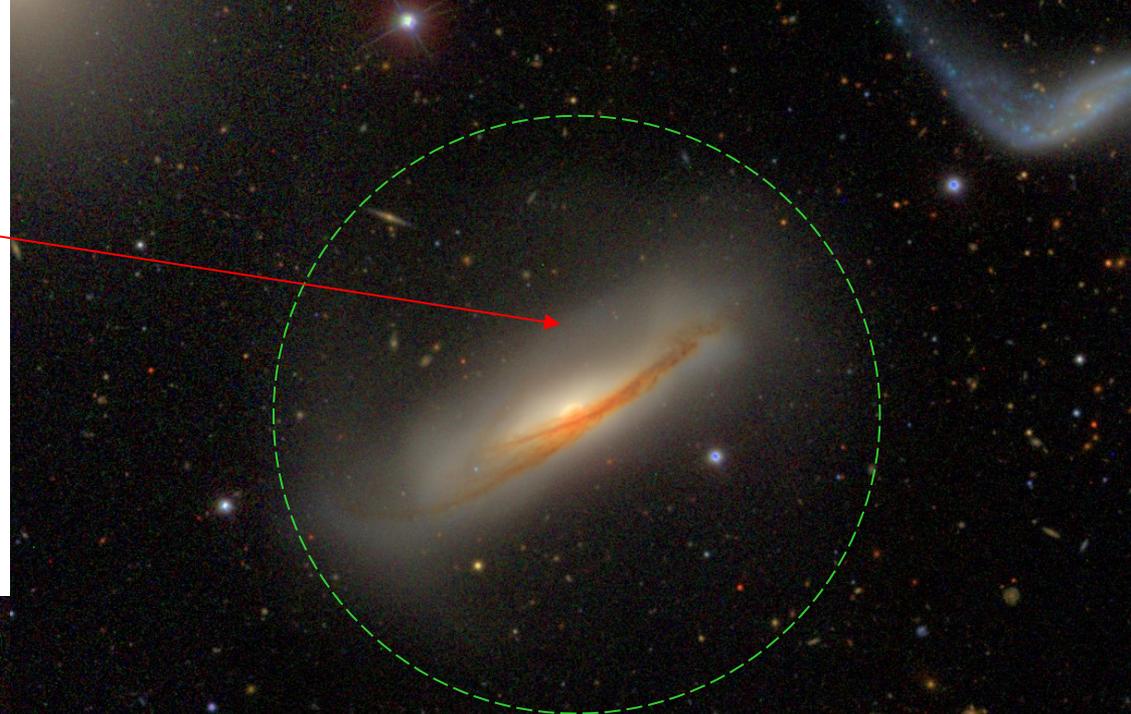


Quando observamos as galáxias espirais podemos perceber gradualmente a presença de braços espirais e zonas de absorção interestelar. Nas galáxias Sa já é possível verificar a presença de braços espirais tênues e enrolados.



Nos objetos vistos de perfil é mais difícil distinguir a forma dos braços. Mas nestes casos é possível perceber mais claramente as zonas de absorção interestelar provocadas pela poeira presente no disco.

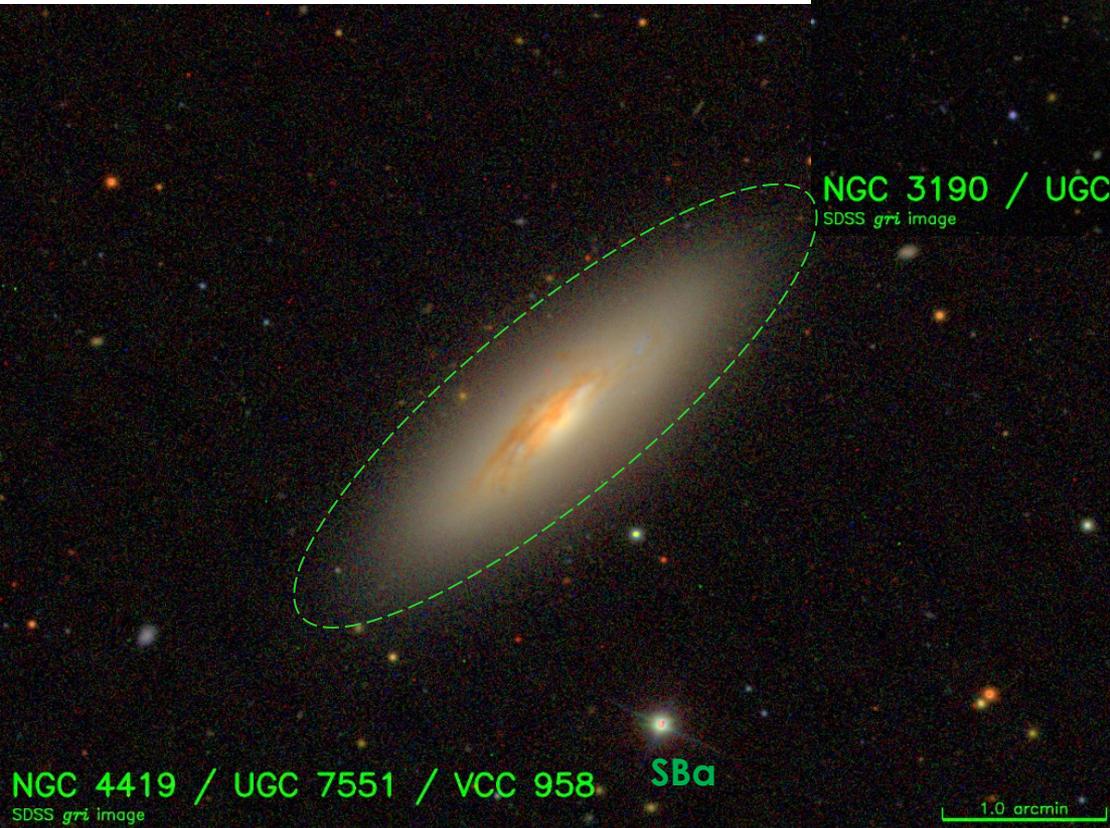
Nas galáxias SBa observa-se que os braços espirais saem do extremo da barra. Algumas vezes a região onde surgem os braços forma um anel e por isso é costume adicionar uma letra r na classificação (ring).



NGC 3190 / UGC 5559 / IRAS 10153+2204 SBa
SDSS *gri* image

2.0 arcmin

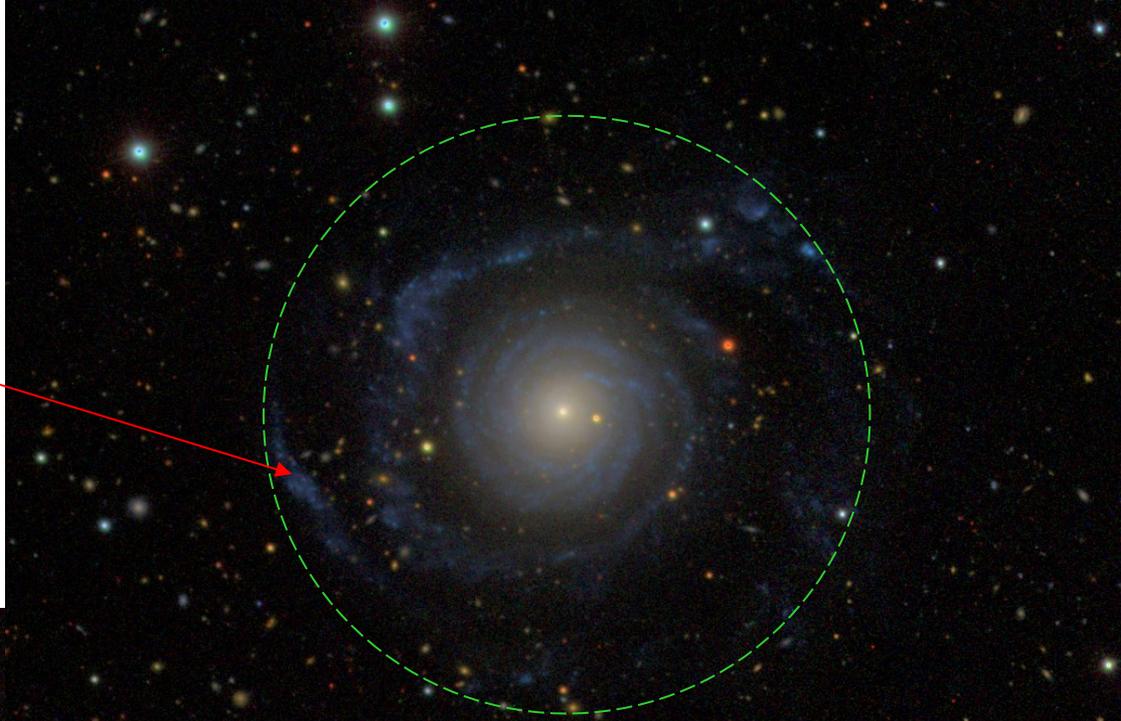
Nos objetos vistos de perfil é mais difícil distinguir a barra.



NGC 4419 / UGC 7551 / VCC 958 SBa
SDSS *gri* image

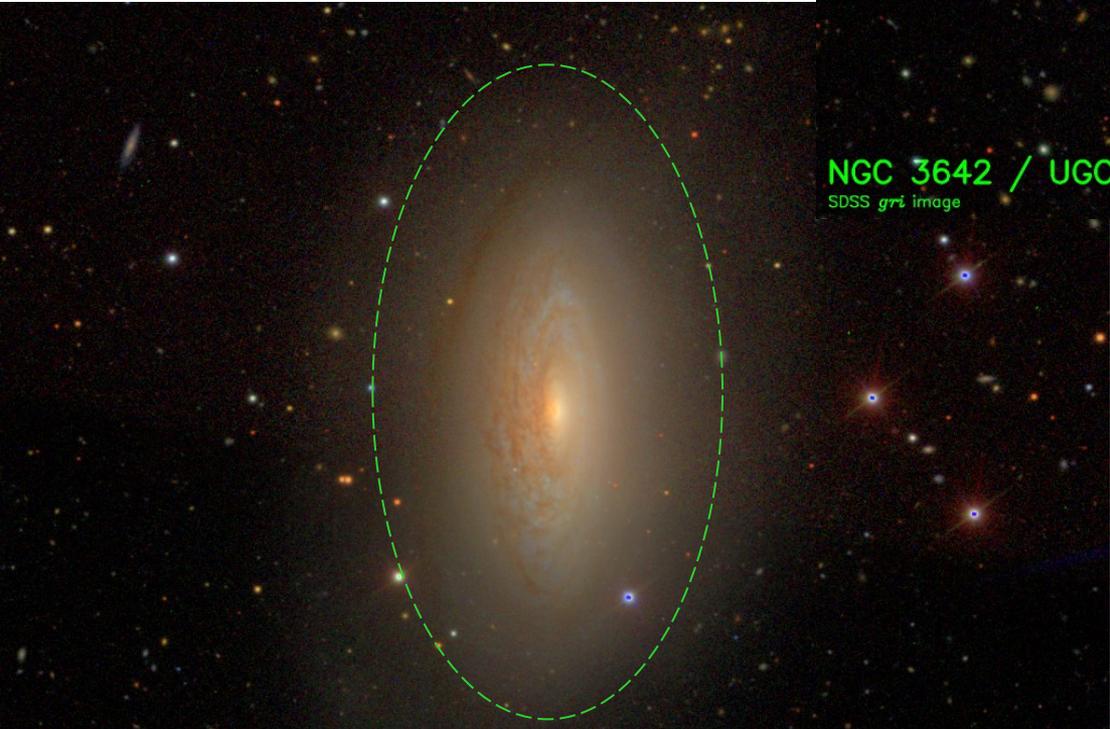
1.0 arcmin

Nas galáxias Sb os braços se tornam mais abertos quando comparados com as Sa's e percebe-se mais claramente as zonas de formação estelar associadas aos braços espirais. Observe como neste objeto os braços atingem até as proximidades da região central. Trata-se de uma subestrutura do tipo s (string).



NGC 3642 / UGC 6385 / IRAS 11194+5920 Sb
SDSS *gri* image

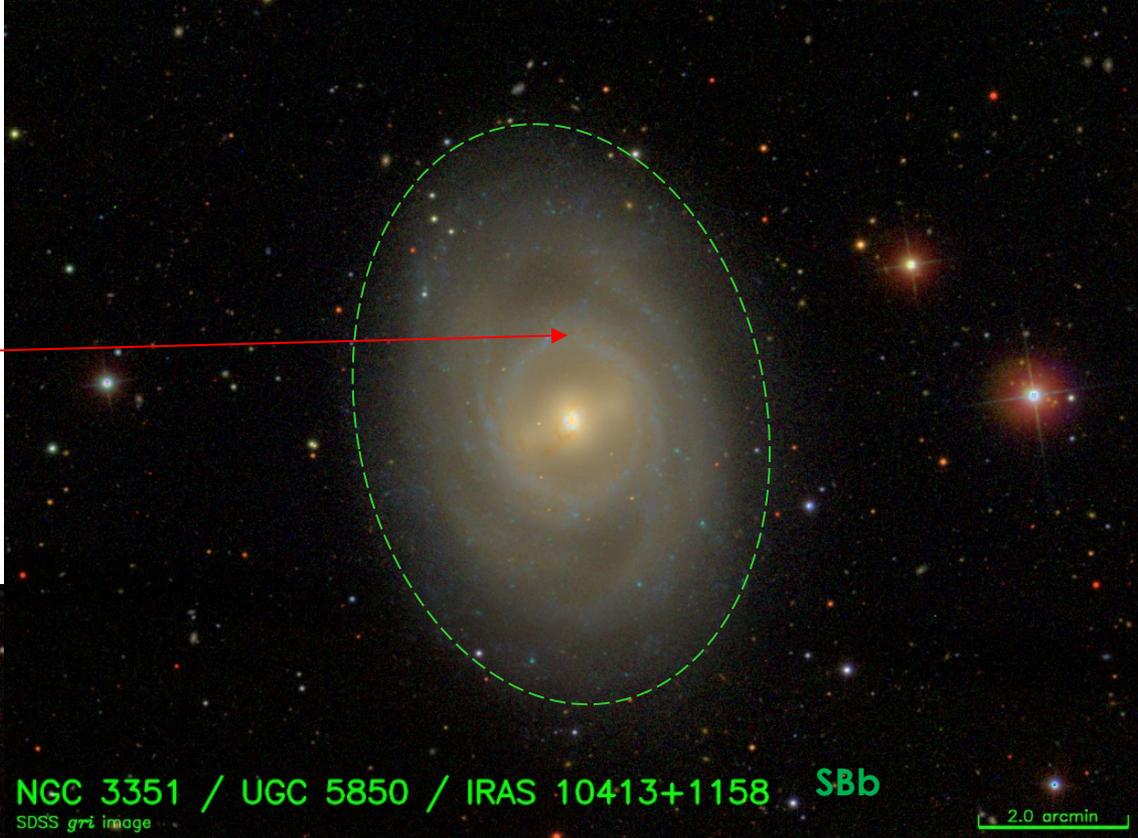
2.0 arcmin



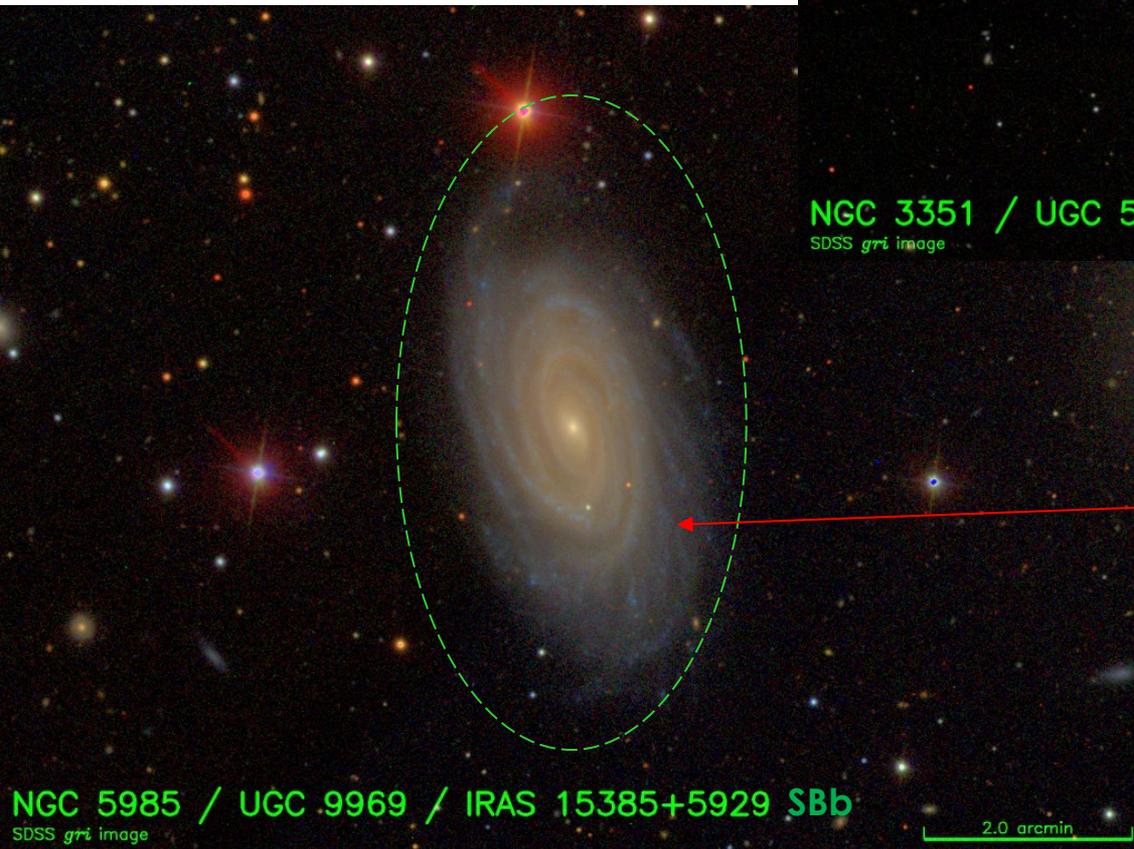
NGC 3675 / UGC 6439 Sb
SDSS *gri* image

2.0 arcmin

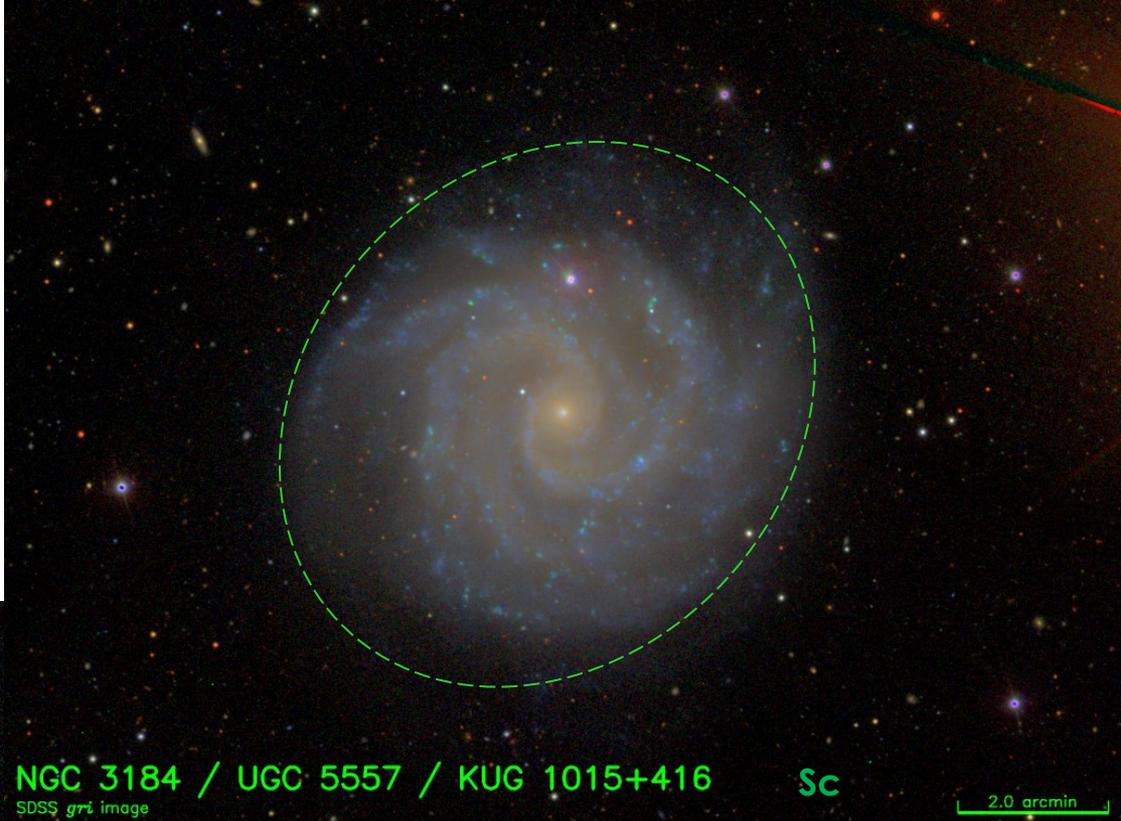
Em alguns casos os braços espirais não parecem se destacar tão claramente quanto gostaríamos! Veja por exemplo NGC 3351 em que podemos identificar a barra e um anel central. Mas a forma do braço espiral exterior é bem difusa e mal definida.



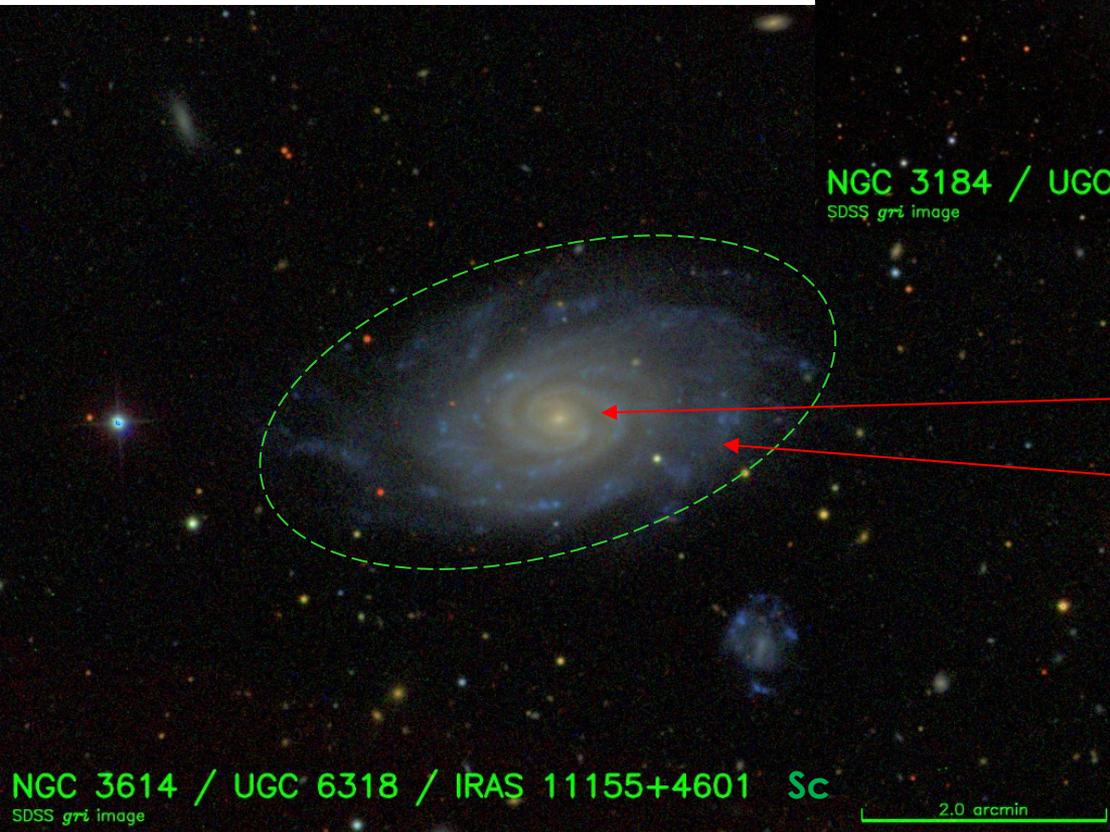
Em outros casos os braços espirais parecem se subdividir na região externa formando estruturas truncadas e caóticas.



Nas espirais do tipo Sc os braços formam estruturas mais abertas e com grandes zonas de formação estelar.



NGC 3184 / UGC 5557 / KUG 1015+416 Sc
SDSS *gri* image

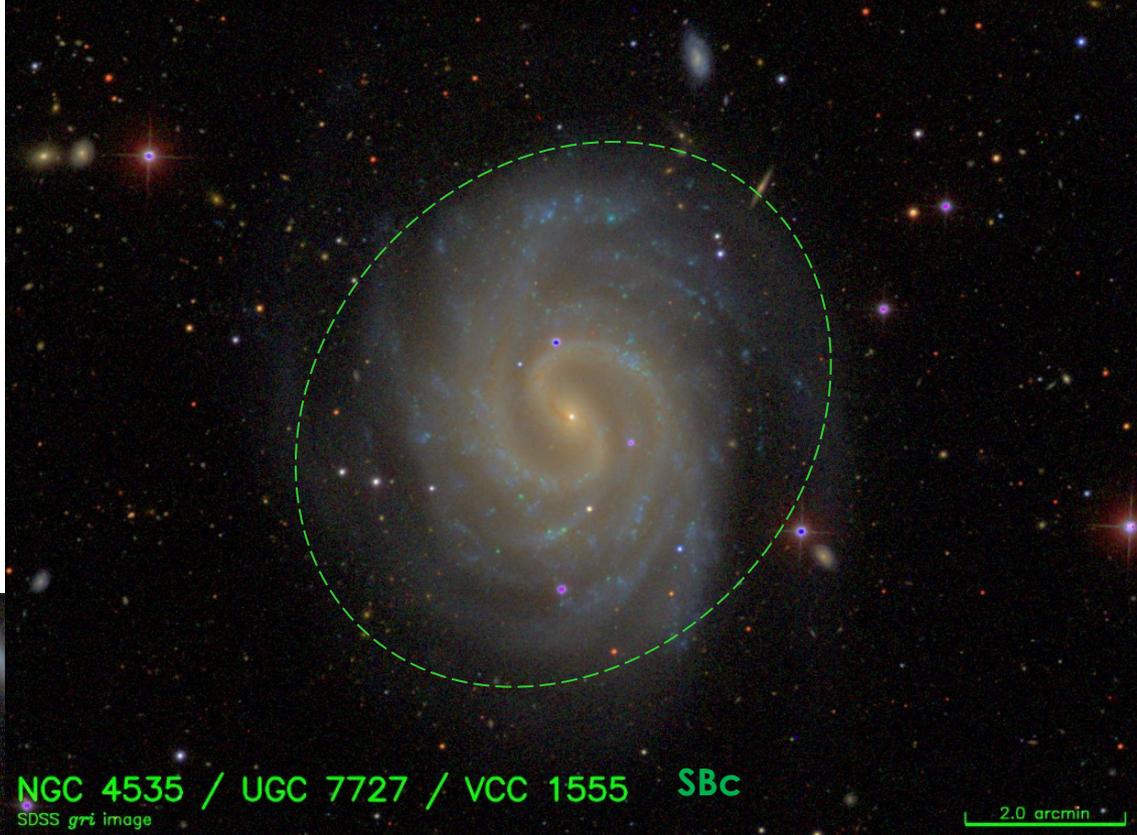


Em algumas galáxias a forma do braço é relativamente clara em algumas regiões, mas não tanto em outras regiões do mesmo objeto.

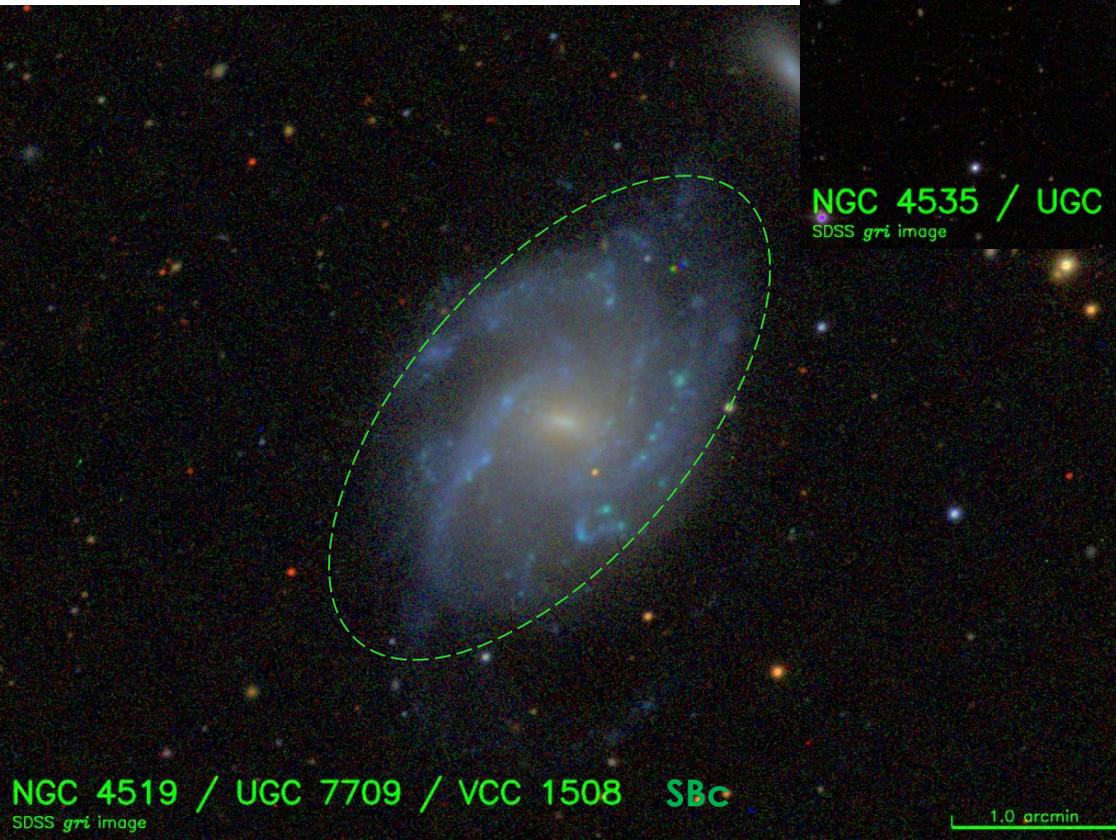
NGC 3614 / UGC 6318 / IRAS 11155+4601 Sc
SDSS *gri* image

2.0 arcmin

As barras são estruturas que parecem estar presente em cerca de 30% das galáxias espirais. Em alguns casos forma-se um anel nos pontos terminais da barra, em outros casos este anel não está presente.



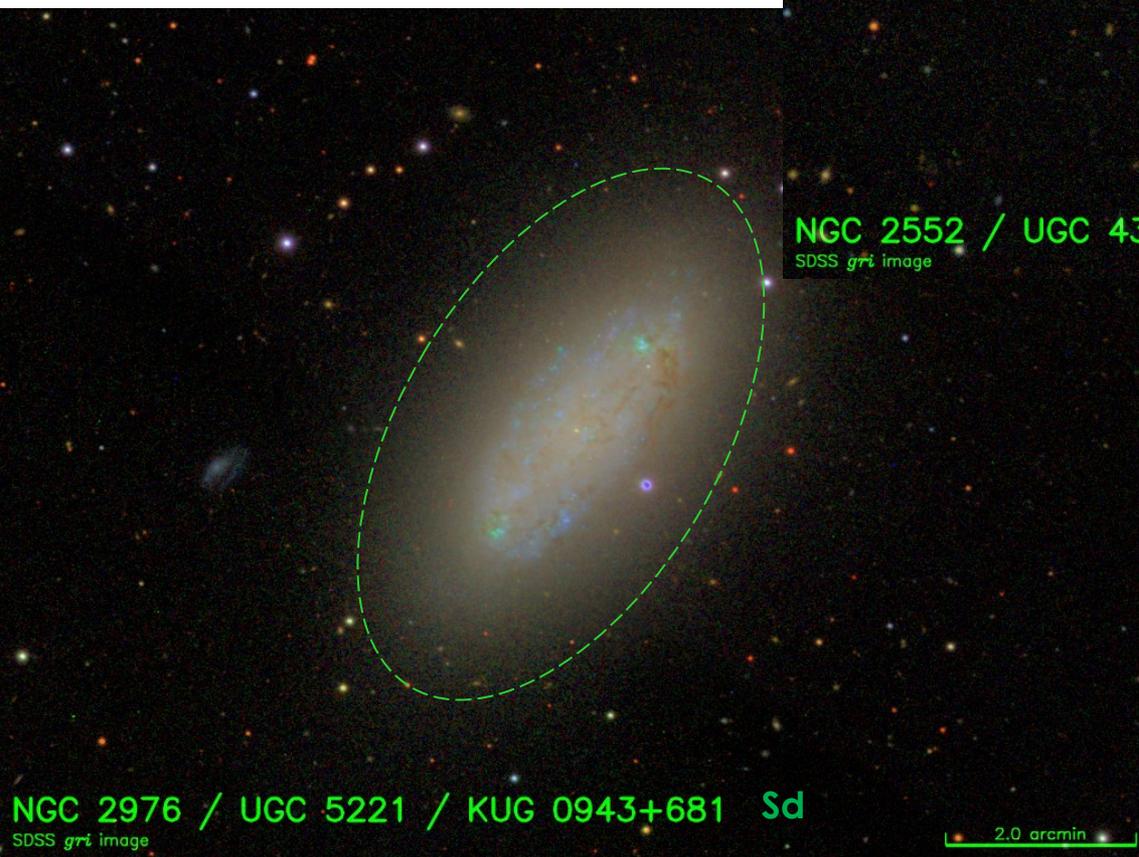
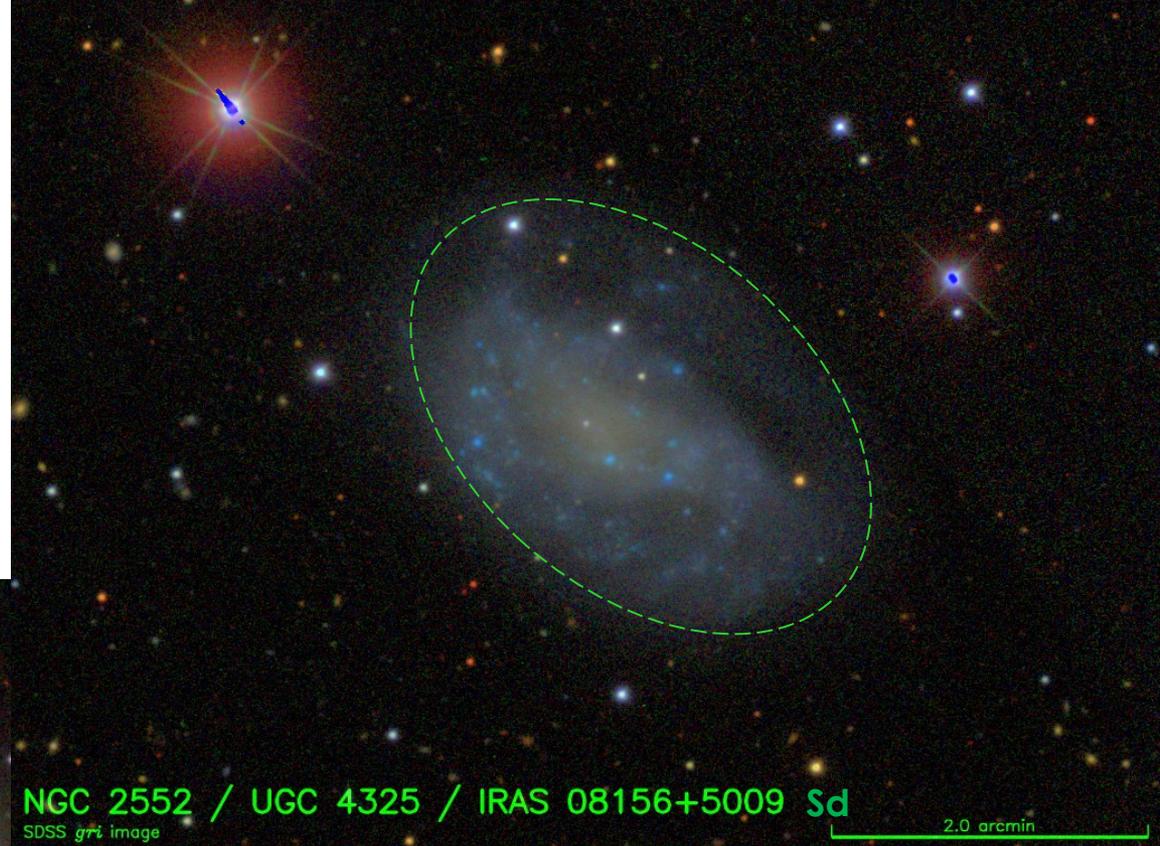
NGC 4535 / UGC 7727 / VCC 1555 SBc
SDSS *gri* image



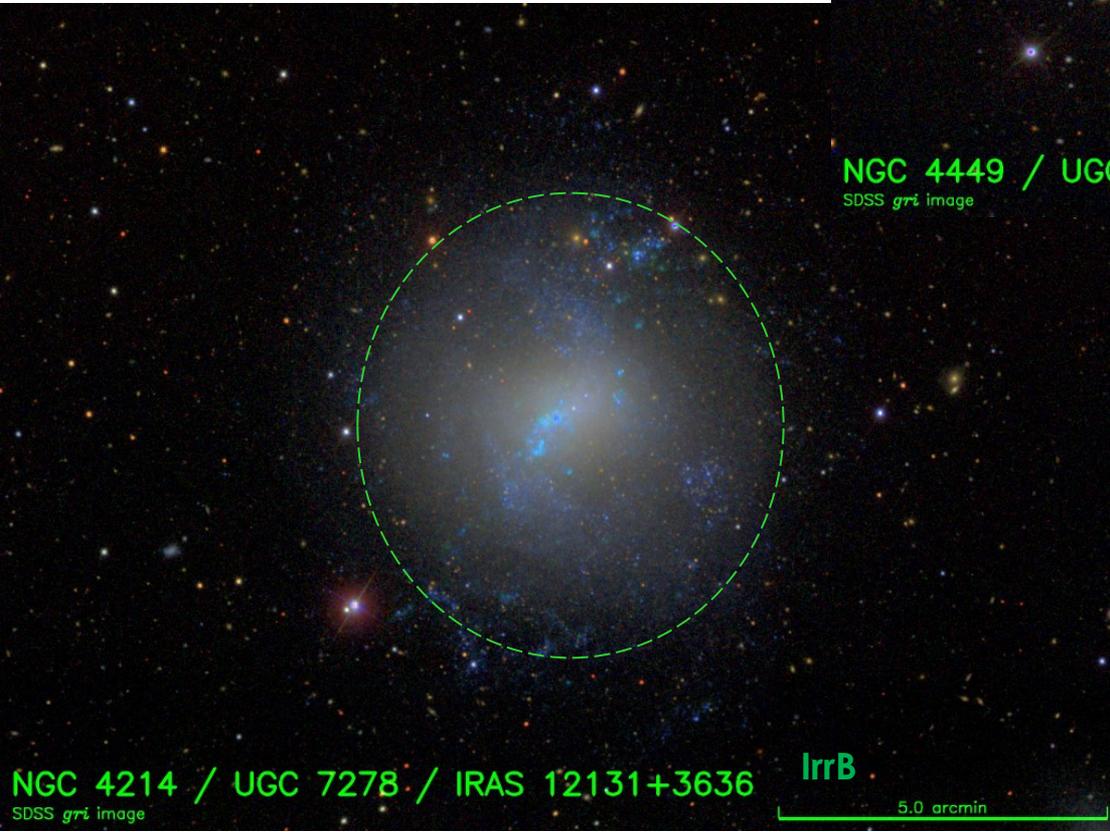
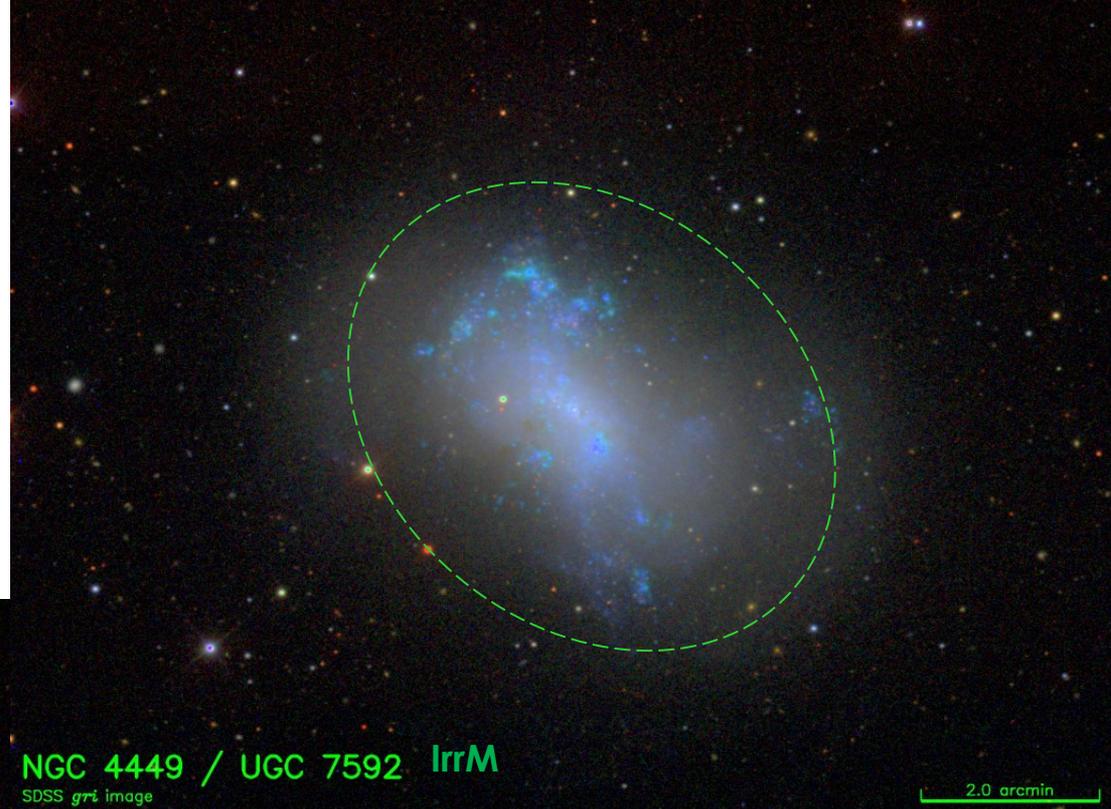
NGC 4519 / UGC 7709 / VCC 1508 SBc
SDSS *gri* image

Muitas vezes a identificação dos braços é dificultada devido a que o traçador usualmente mais utilizado são as regiões HII ricas em estrelas jovens. Ocorre que devido à rotação estas regiões vão se deformando gradualmente até se misturarem completamente no disco estelar.

Alguns observadores incluem a classe adicional das galáxias Sd onde se percebe a presença de uma estrutura espiral com zonas abundantes de formação estelar mas sem uma clara organização do padrão como ocorre normalmente nas Sa, Sb e Sc.

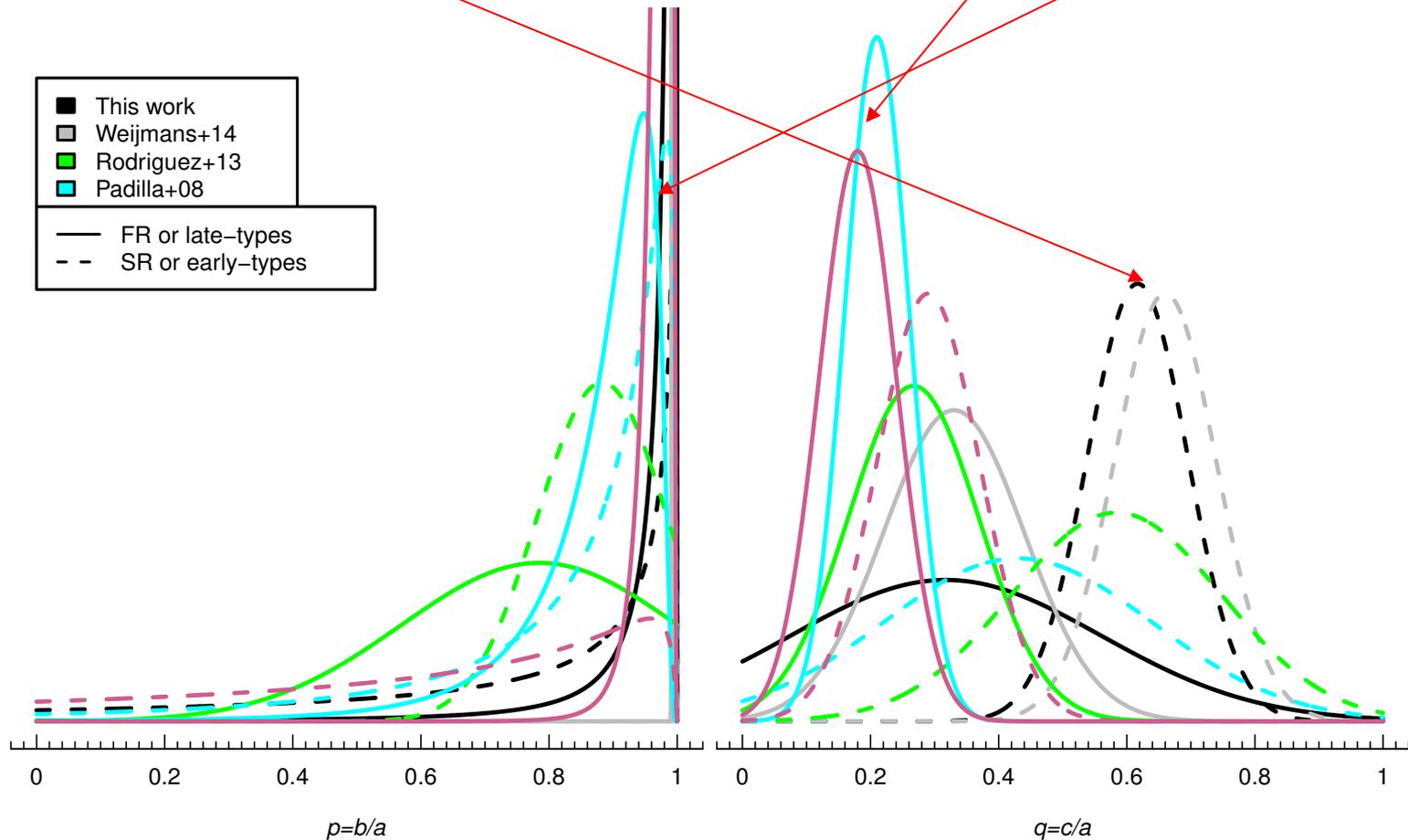


Além destas categoria é comum incluir-se ainda a categoria das irregulares do tipo Magalhães (uma referência às nuvens de Magalhães) e irregulares em geral.



Em alguns casos é possível perceber nas irregulares a presença de uma estrutura do tipo barra.

É importante ressaltar que as características das galáxias dependem bastante do tipo de amostra que é utilizada nos estudos conforme mostra Foster et al (2017, MNRAS, 472, 966). Como tendência geral as galáxias consideradas com rotatores rápidos, como é o caso das espirais, apresentam uma razão axial intrínseca na faixa $\xi \sim 0,15-0,30$. Já nos rotatores lentos a razão axial é mais próxima de $\xi \sim 0,60-0,70$. Os dois semi-eixos maiores são aproximadamente iguais indicando uma preferência da natureza pelos elipsoide oblatos. Portanto a concepção que se consolida é que de fato os discos são realmente estruturas finas e esta propriedade está relacionada com a elevada velocidade de rotação.



A aproximação de disco fino é útil em muitos casos mas dificilmente pode ser considerada como minimamente realista. Em algumas situações é inevitável considerar a estrutura tridimensional do disco

NGC 3976 / UGC 6906 / IRAS 11533+0701
SDSS *gri* image

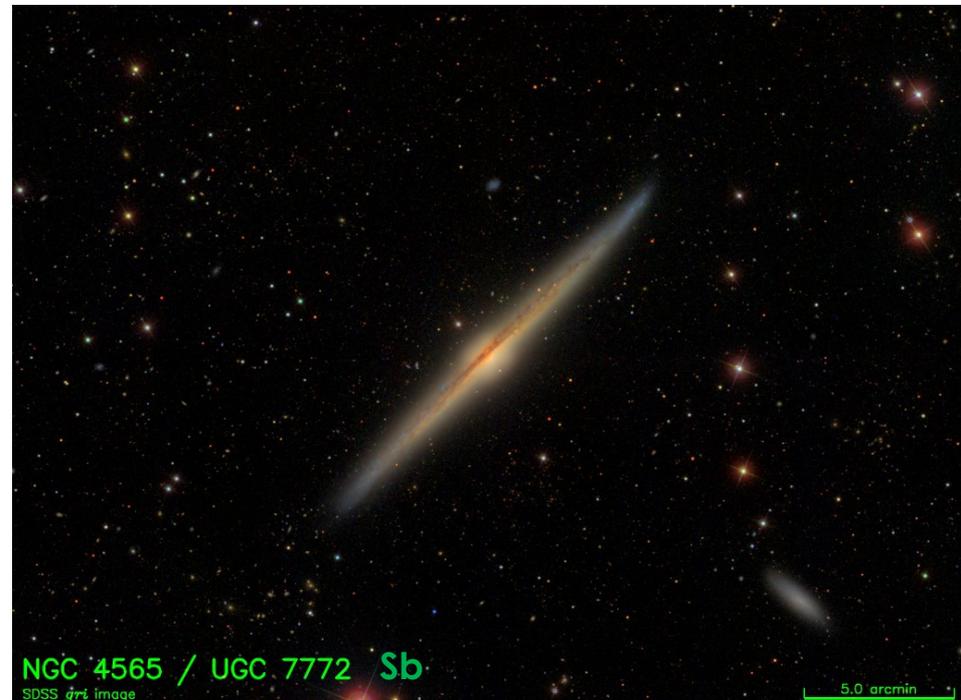
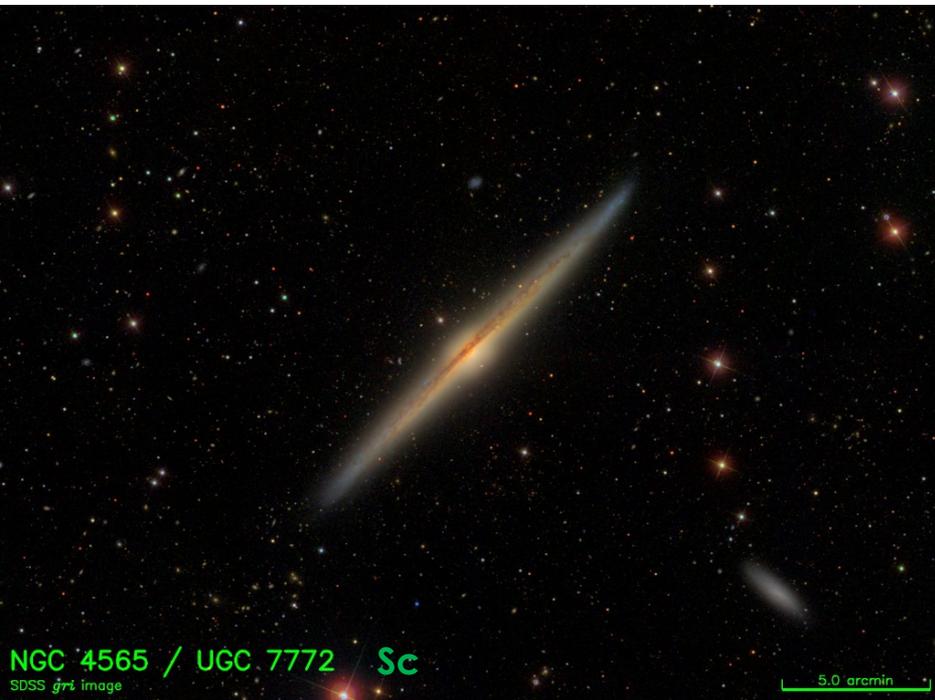
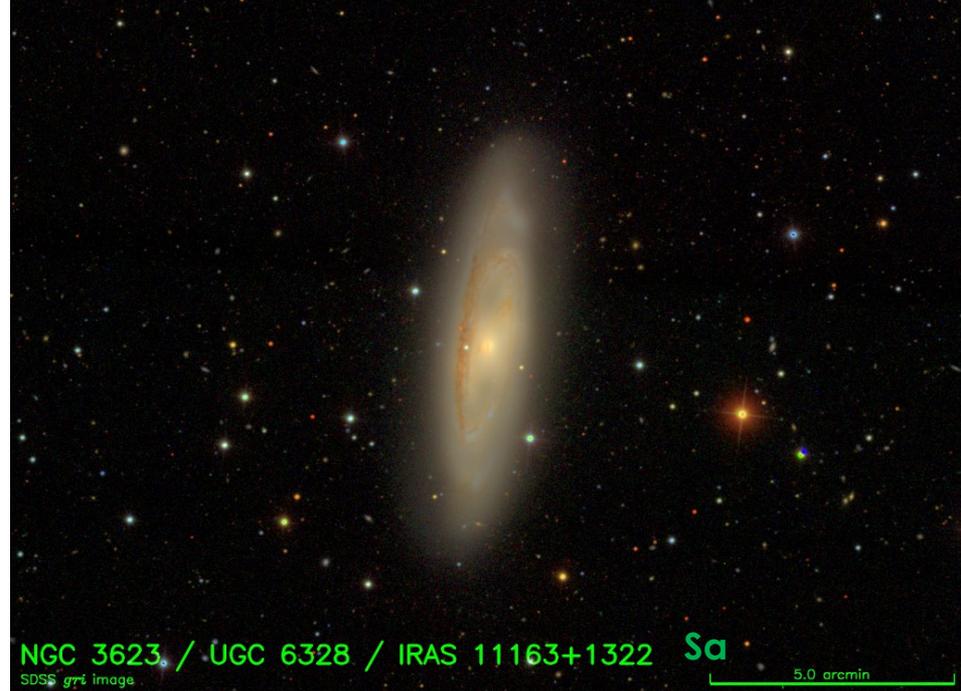
2.0 arcmin

Classifique estas galáxias meça as suas razões axiais e estime os ângulos de inclinação na aproximação de disco fino e disco espesso. Como seria possível medir a razão axial intrínseca das galáxias supondo que as mesmas sejam elipsóide oblatos?

NGC 2776 / UGC 4838 / IRAS 09089+4509
SDSS *gri* image

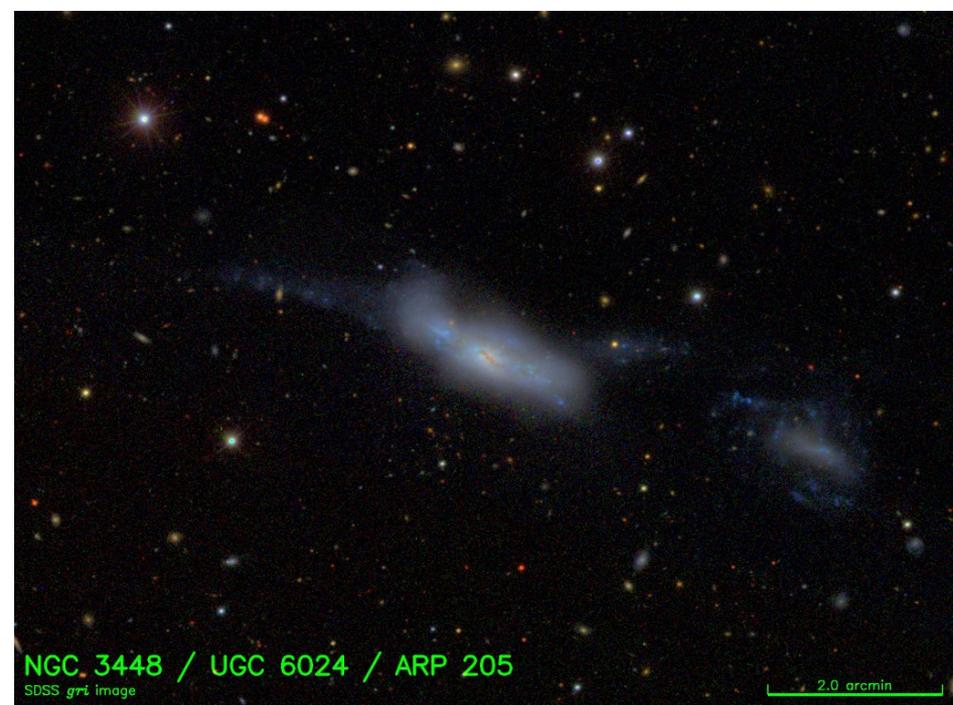
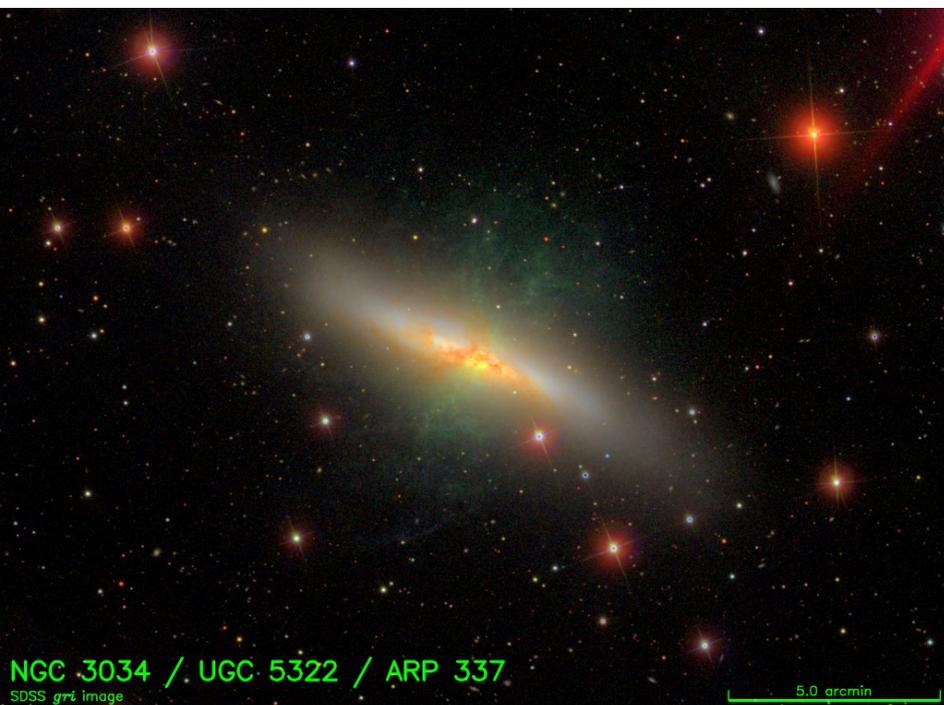
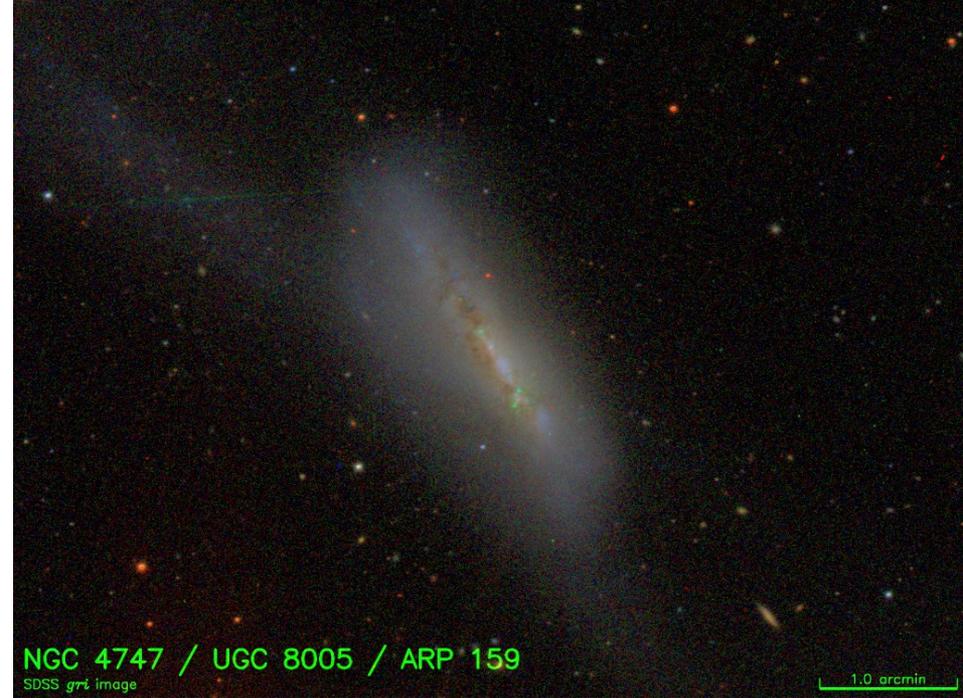
1.0 arcmin

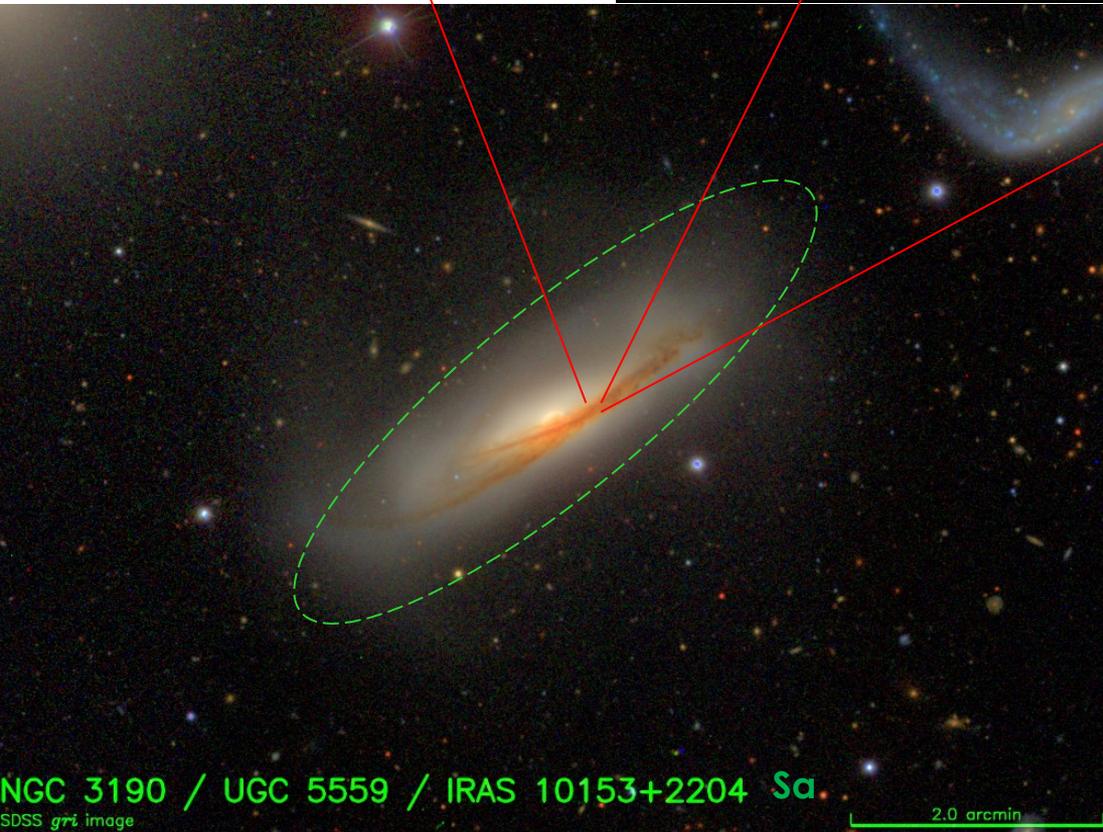
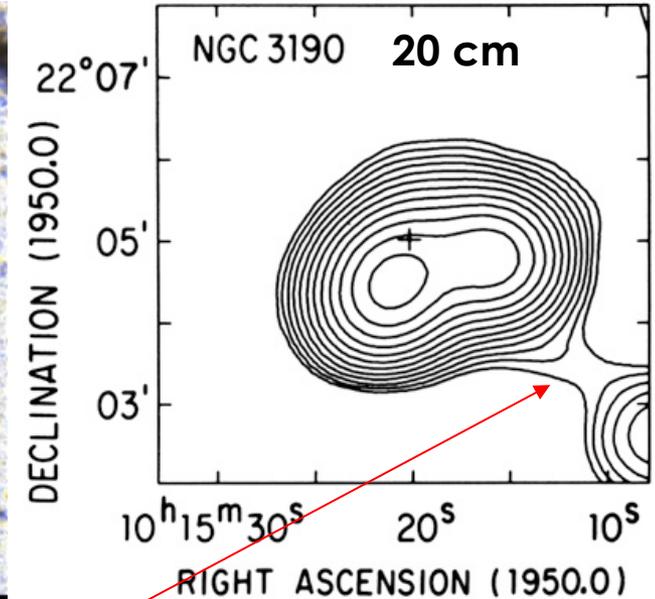
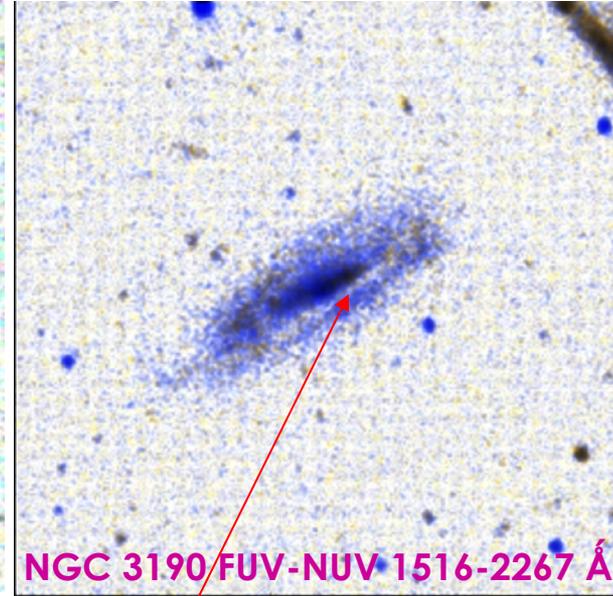
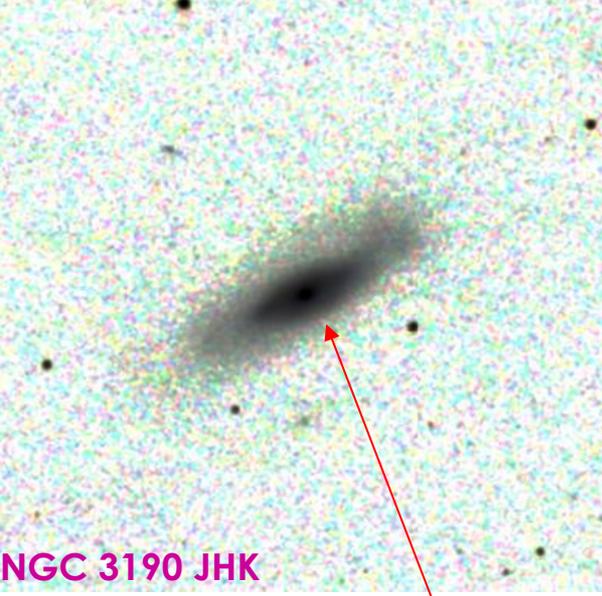
Nos casos em que os objetos são vistos de perfil o procedimento mais comum para classificá-los consiste em verificar a presença da zona de absorção interestelar, mais importante nas Sc's, e verificar a dimensão relativa do bojo, maior nas Sa's. Mas as incertezas deste procedimento são bem mais importantes. Por outro lado é possível constatar através desses objetos que realmente a estrutura transversal do disco é realmente fina e compatível com as estimativas $\xi \sim 0,15-0,30$.



Na categoria das galáxias peculiares estão os objetos que não se encaixam em quaisquer das categorias anteriores. Normalmente tratam-se de objetos em interação forte e muito distorcidos, ou ainda objetos irregulares.

O número relativamente pequeno destes objetos, quando comparados com as outras classes (~10%), reforça a concepção da classificação de Hubble e indica que as exceções devem estar associadas a eventos catastróficos.

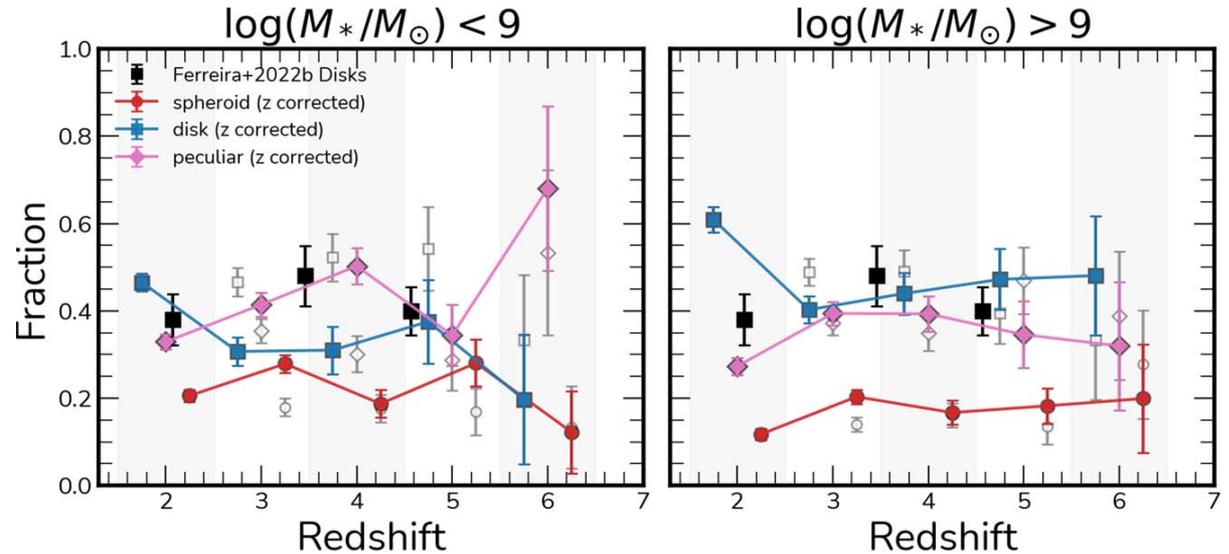
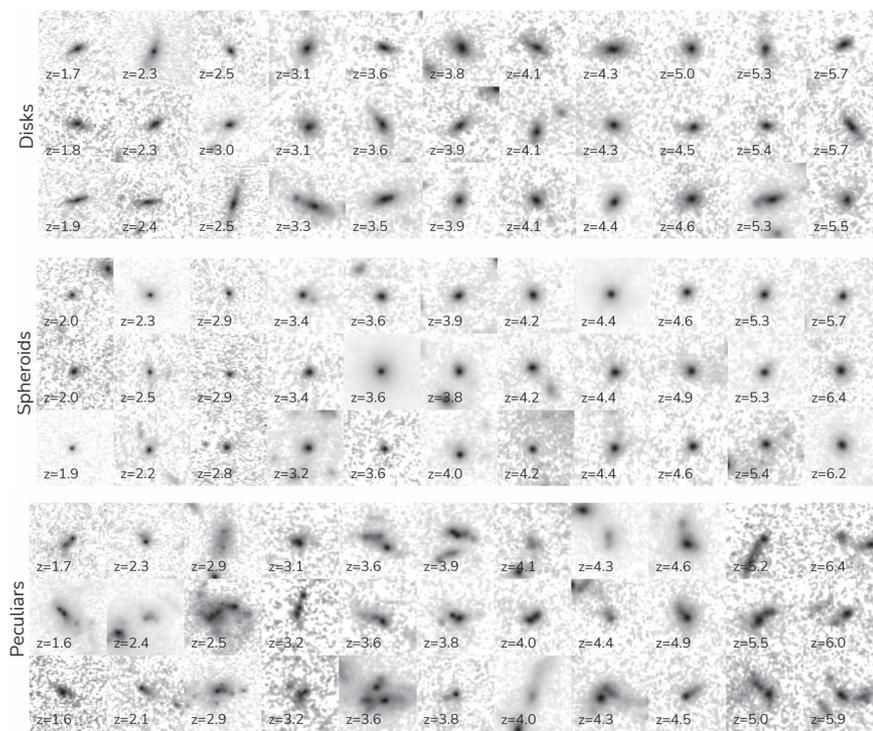




Uma observação final da maior relevância é que a aparência de uma galáxia depende fortemente da banda espectral observada. Normalmente estamos acostumados a classificar as galáxias na região do visível onde o esquema de Hubble é adequado. O fato, no entanto, é que as estruturas utilizadas no visível como indicadores morfológicos podem ser muito distintas quando examinadas em outras regiões espectrais. Interpretar dados em múltiplos comprimentos de onda pode ser um trabalho desafiador.

Os dados morfológicos de 3 956 objetos, com $1,5 < z < 6,5$, observados pelo JWST (Ferreira, L. et al, 2023, ApJ, 955, 94) sugerem como ocorreu a evolução recente do Universo dos objetos com $M_* > 10^9 M_\odot$ na classificação de Hubble.

1. As galáxias com disco já estavam presentes desde $z \sim 6$ mas com uma fração de $\sim 30\%$ e só mais recentemente a sua proporção cresceu para cerca de 50% .
2. Os esferoides mantiveram uma proporção relativamente constante de $\sim 20\%$ dos objetos.
3. A proporção de objetos peculiares se manteve constante em 35% no intervalo $z \sim 3-6$ e mais recentemente decresceu para 25% .



$t(z)$ 3,3 1,6 0,9 Ganos
 $t_0 = 13,7$ Ganos Λ CDM

3.2 Luminosidade

Como as galáxias são objetos extensos podemos examinar a emissão proveniente de uma pequena região da imagem, de área angular ΔA projetada no plano do céu, e medir a luminosidade recebida, ΔL . O brilho superficial é definido então pela razão

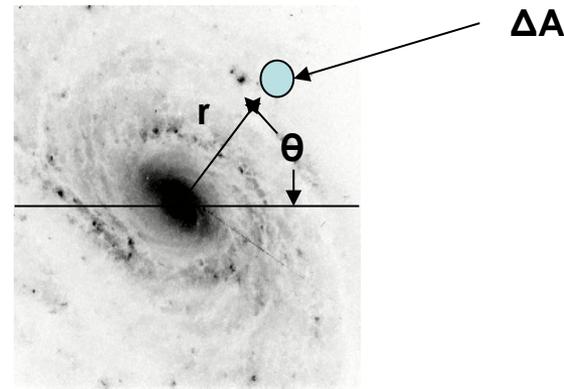
$$\text{SBR}(r,\theta) = \Delta L / \Delta A$$

e varia na medida em que analisamos diferentes regiões do objeto. Esta quantidade pode ser ainda expressa em unidades de magnitude

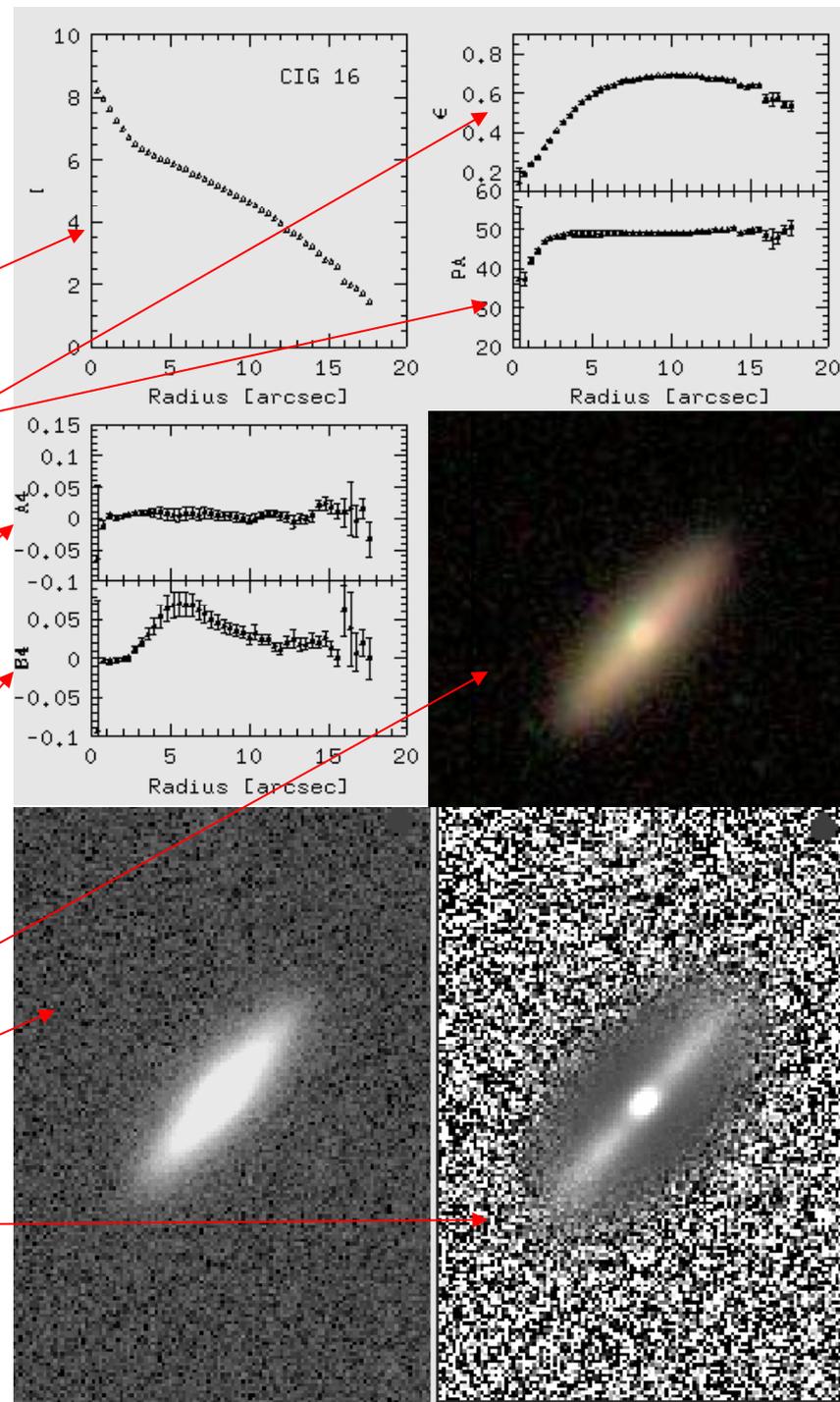
$$I = -2,5 \text{ Log (SBR)}$$

O brilho superficial é causado principalmente pela emissão distribuída das estrelas e a sua medição nos permite determinar a luminosidade integrada das galáxias. O estudo da fotometria superficial das galáxias nos fornece uma pista importante de como a população estelar se distribui nestes objetos. Observe que o brilho superficial é uma quantidade integrada ao longo da linha de visada do observador e esta é uma limitação com a qual temos que conviver.

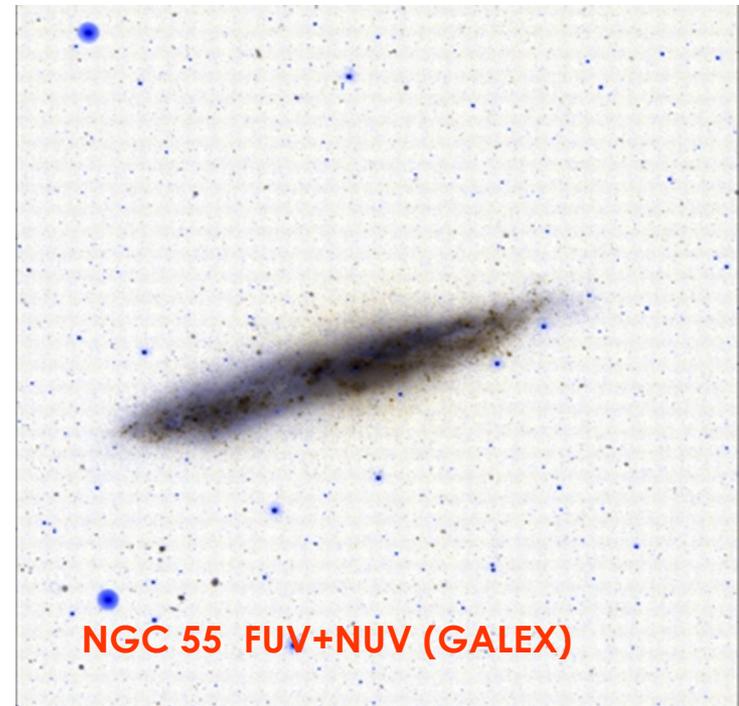
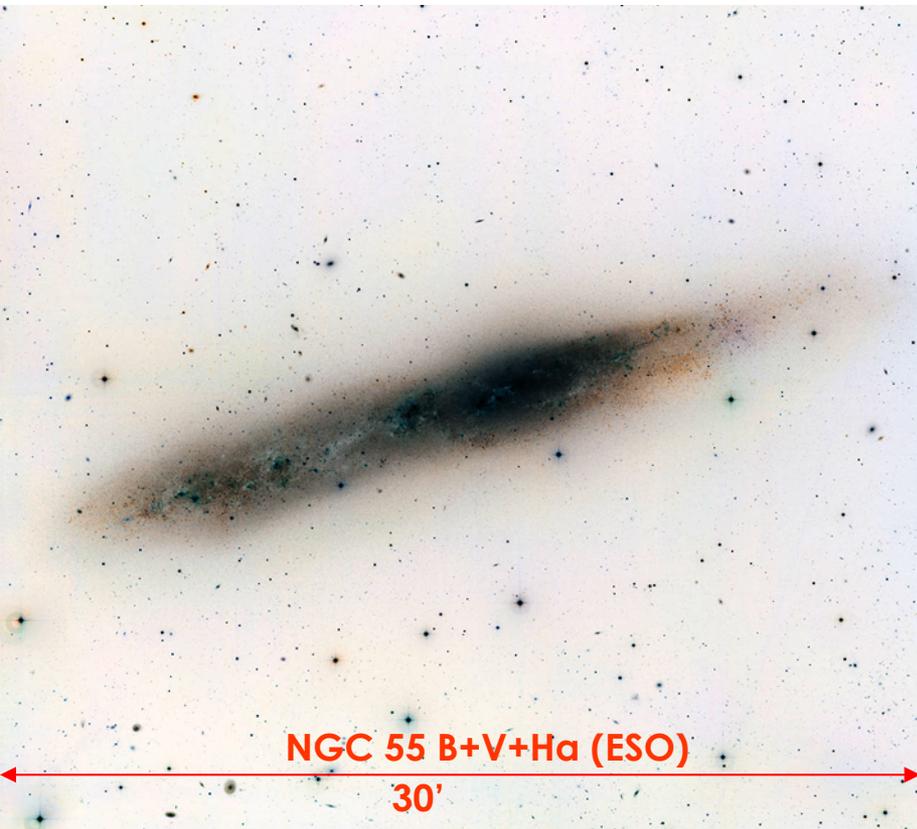
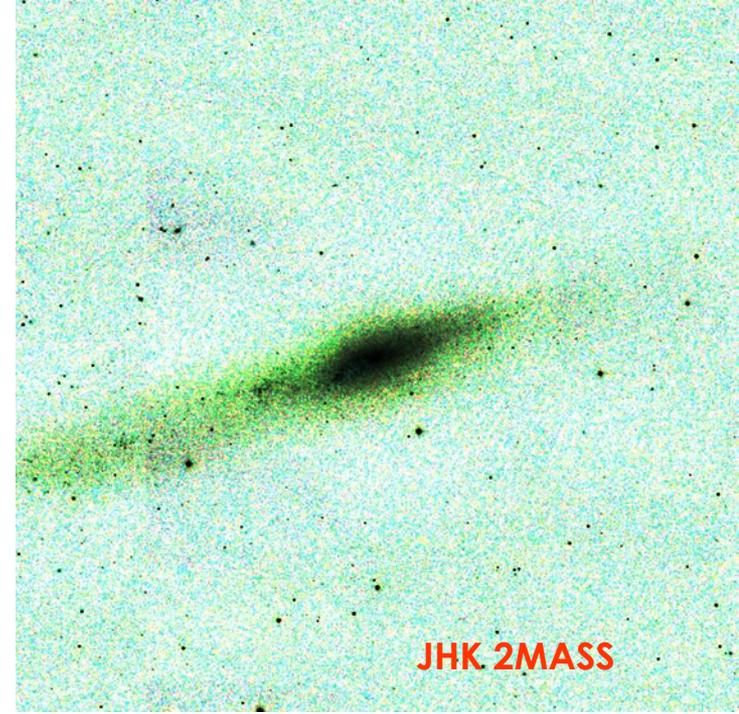
Mostre que o brilho superficial não deve depender da distância da galáxia.



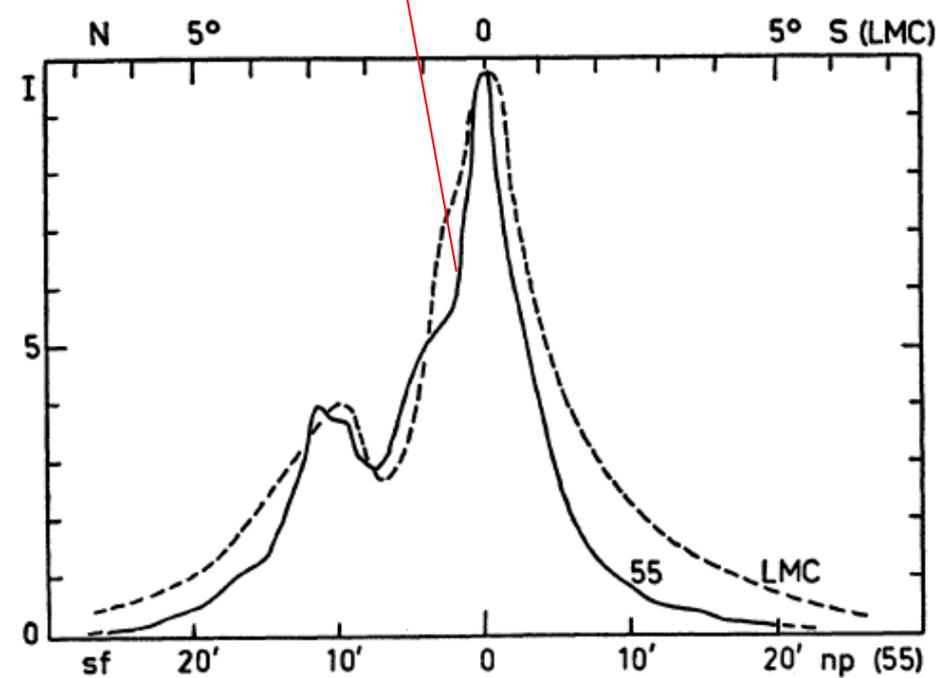
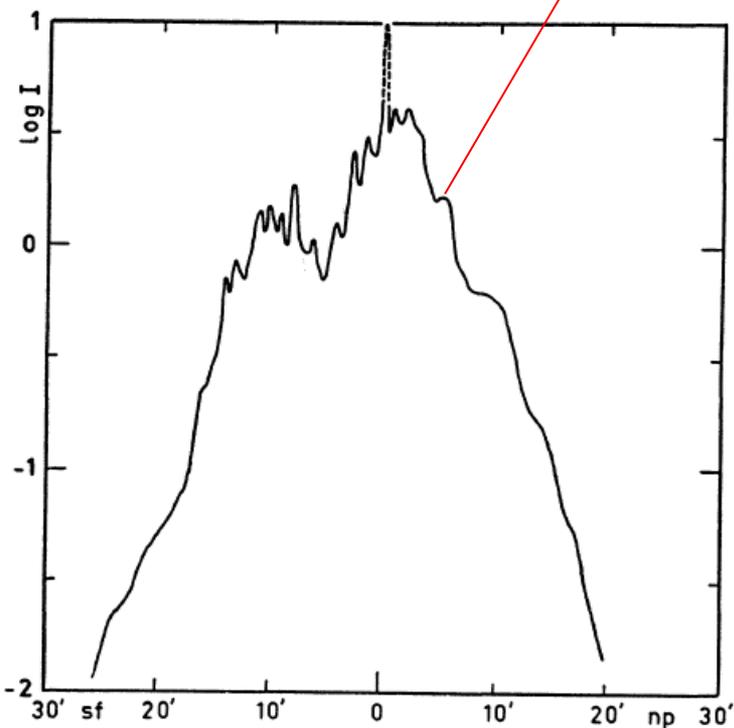
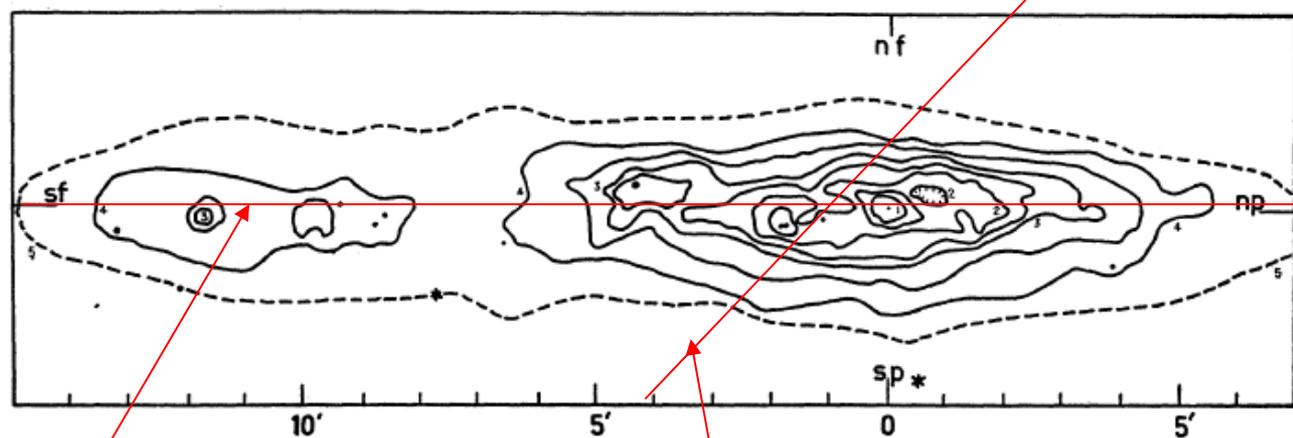
Em princípio a luminosidade total de um objeto pode então ser obtida integrando-se o brilho superficial sobre toda a imagem do objeto. Normalmente os pacotes de tratamento de imagens, como o IRAF e MIDAS, fornecem as informações para analisar as imagens. A figura ao lado mostra uma aplicação desta técnica para uma imagem do SDSS. Uma aproximação bastante útil consiste em caracterizar as isofotas como elipses e assim determinar as variações ponto a ponto do perfil de brilho, da elipticidade e ângulo de posição. Neste exemplo em particular os autores analisaram ainda as distorções isofotais em relação a uma elipse perfeita. Uma elipse perfeita é descrita em termos de combinações de $\sin^2\theta$ e $\cos^2\theta$. Numa elipse distorcida é possível mostrar que os termos de ordem superior ($A_4\cos^4\theta + B_4\sin^4\theta$) começam a ser mais relevantes. A presença dessas distorções podem então ser interpretadas como perturbações estruturais presentes nas galáxias observadas. Nesta aplicação em particular foram usadas as imagens a imagem composta nas várias bandas do SDSS, na banda g, e uma imagem filtrada ressaltando detalhes estruturais que reforçam a suspeita de tratar-se de uma galáxia lenticular.



A análise de como a distribuição do perfil de brilho superficial varia ao longo do corpo da galáxia e ao longo de uma direção qualquer pode ser muito útil. Estas variações podem nos dar pistas importantes sobre o objeto. Veja por exemplo o caso da galáxia NGC 55 analisada por de Vaucouleurs ([1961,ApJ, 133, 405](#)).



A análise detalhada do perfil de brilho deste objeto permitiu àquele autor identificar uma estrutura de barra na região central semelhante à que existe na Grande Nuvem de Magalhães, porém observada ao longo de um ângulo de visão diferente.

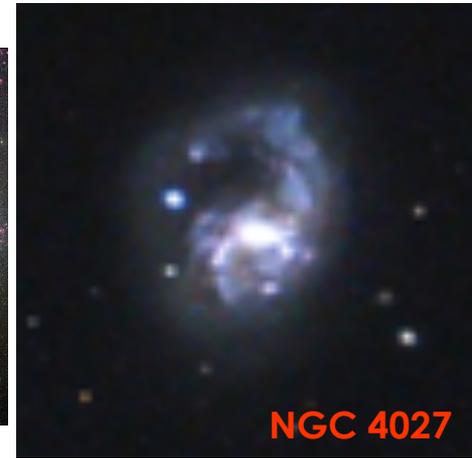




NGC 4618



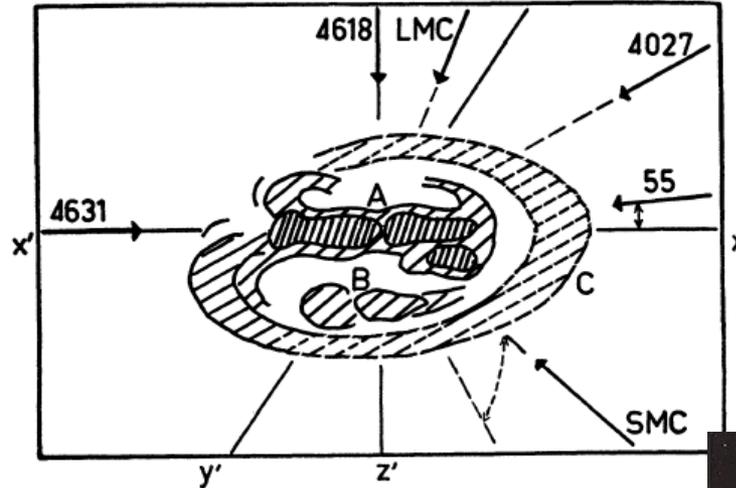
LMC



NGC 4027



NGC 4631



NGC 55



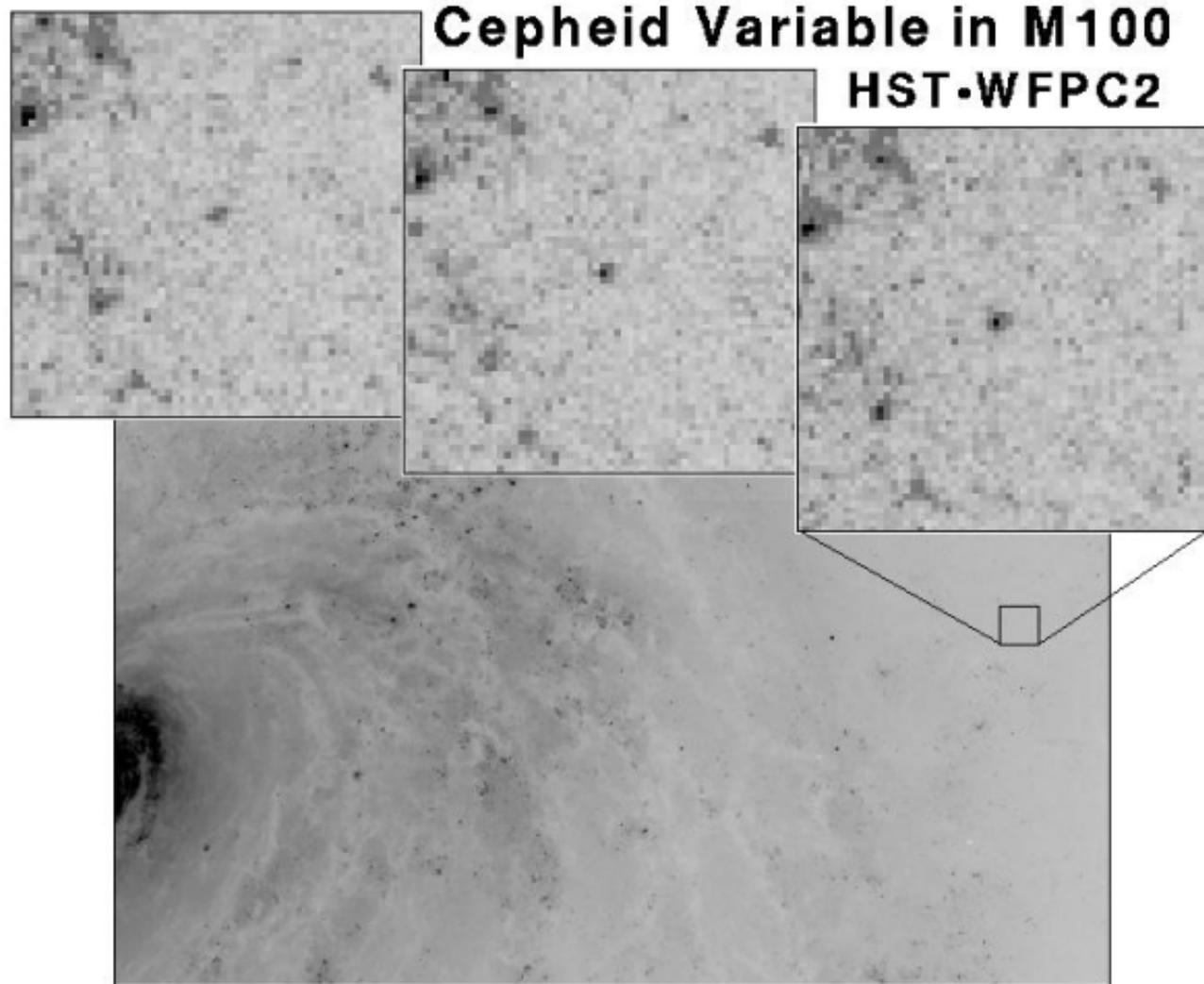
© ROE/AAO

SMC

Baseando-se neste tipo de análise de Vaucouleurs concluiu que as diferenças morfológicas entre estes diversos tipos de objetos, algumas vezes classificados como Irregulares do tipo Magalhães, se deve na verdade ao ângulo de visão distinto pelo qual as mesmas são vistas.

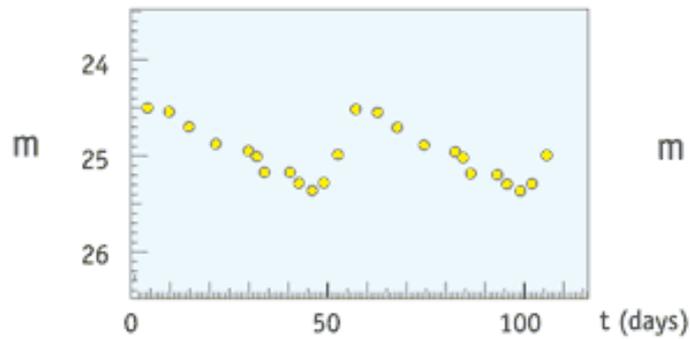
3.3 Escala de Distâncias

Ainda hoje uma importante linha de pesquisa consiste na estimativa das distâncias individuais das galáxias próximas. A principal dificuldade nesta área está na impossibilidade de utilizar-se um único indicador de distância que seja aplicável a todos os objetos. As estrelas cefeidas, por exemplo, devido à limitação instrumental, podem atualmente ser utilizadas até distâncias máximas da ordem de 10 Mpc. Acima desta escala é necessário usar outros indicadores, complicando a determinação das distâncias dos objetos mais remotos.

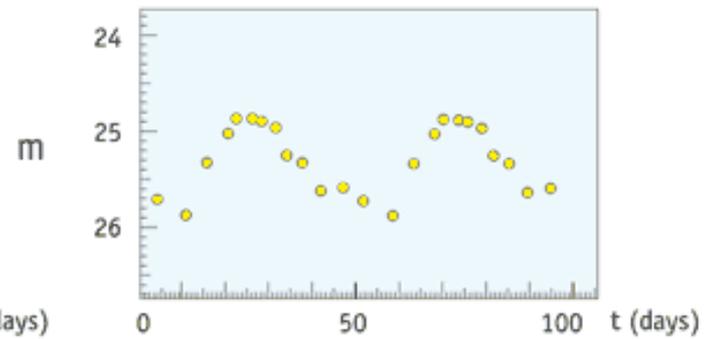


A identificação das estrelas cefeidas segue basicamente a mesma metodologia proposta inicialmente por E. Hubble porém usando recursos muito mais modernos. A sua aplicação mais recente ocorreu em um dos principais projetos do telescópio espacial Hubble. Mas este método, no momento, não pode estendido além de distâncias comparáveis ao aglomerado de Virgo. A razão é que as magnitudes aparentes se tornam proibitivas de serem observadas mesmo no telescópio espacial Hubble.

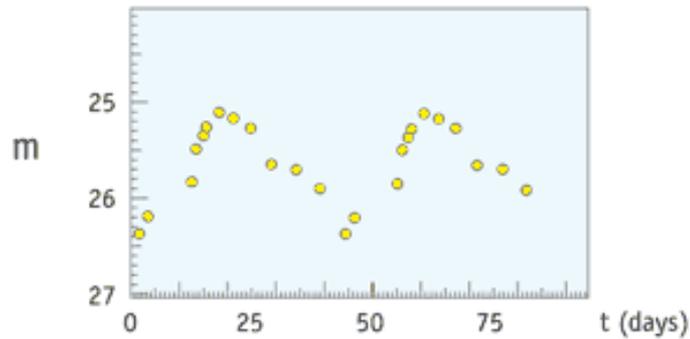
Cepheid 1



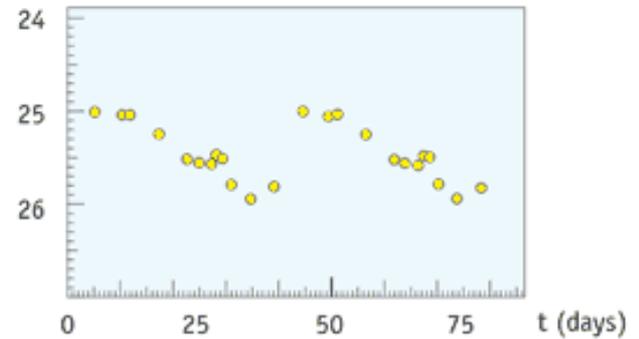
Cepheid 2



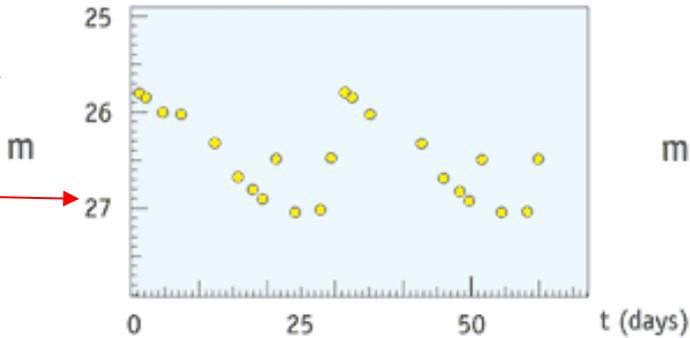
Cepheid 3



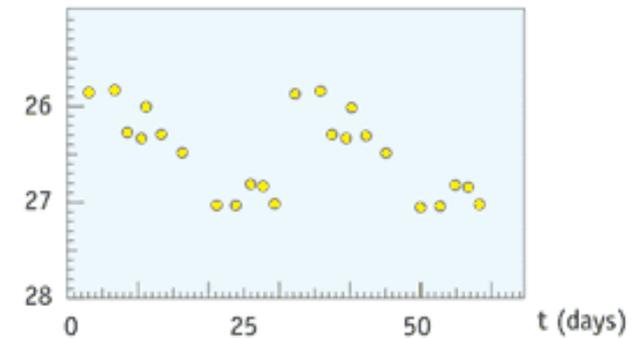
Cepheid 4



Cepheid 5



Cepheid 6



Considere que a magnitude absoluta típica de uma estrela cefeída seja da ordem de -7 . Qual seria a máxima distância detectável se o telescópio Hubble consegue identificar objetos estelares de no máximo $m=27$?

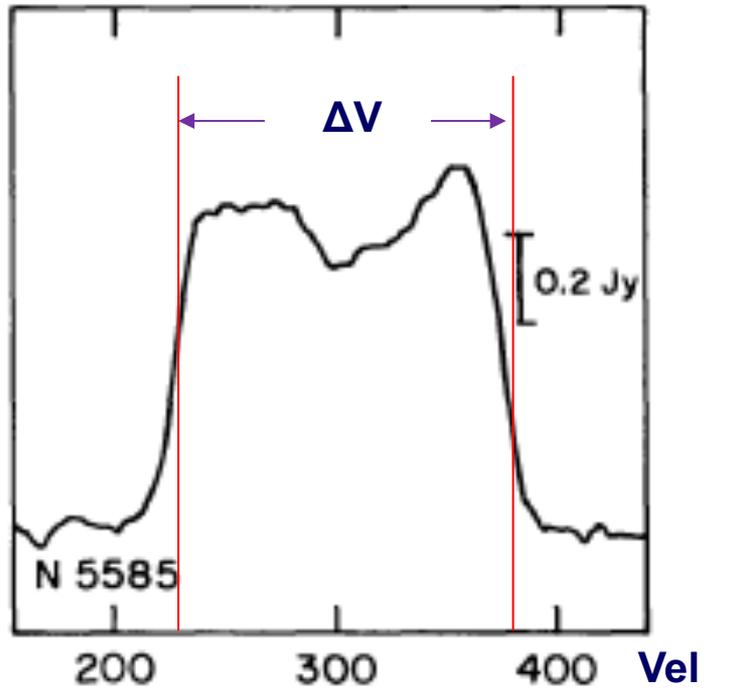
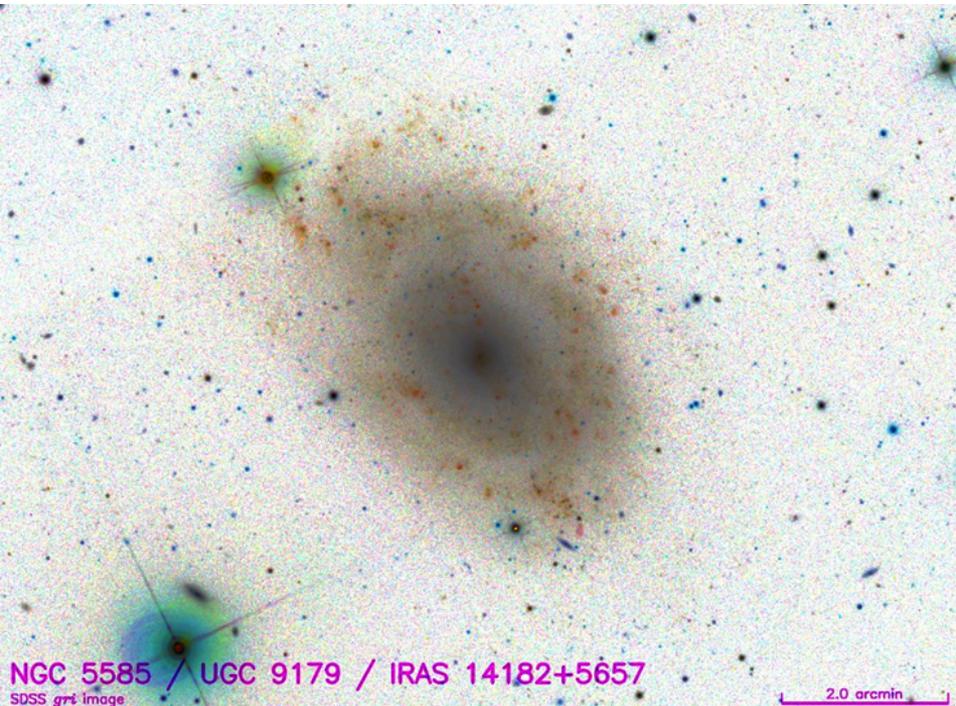
Além das cefeídas, um dos estimadores mais precisos é o da chamada relação Tully-Fisher ([1977,AA,54,661](#)). Como a estrutura das galáxias espirais é sustentada pela rotação

$$V_{rot}^2 \sim GM/R$$

e ademais observa-se que a densidade superficial de massa projetada das galáxias espirais é aproximadamente constante ($M/\pi R^2 \sim Cte$) resultando que $M = k V_{rot}^4$. Por sua vez, quanto maior a massa tanto maior será a sua luminosidade ($M=fL$) e segue-se que

$$L \sim k V_{rot}^4$$

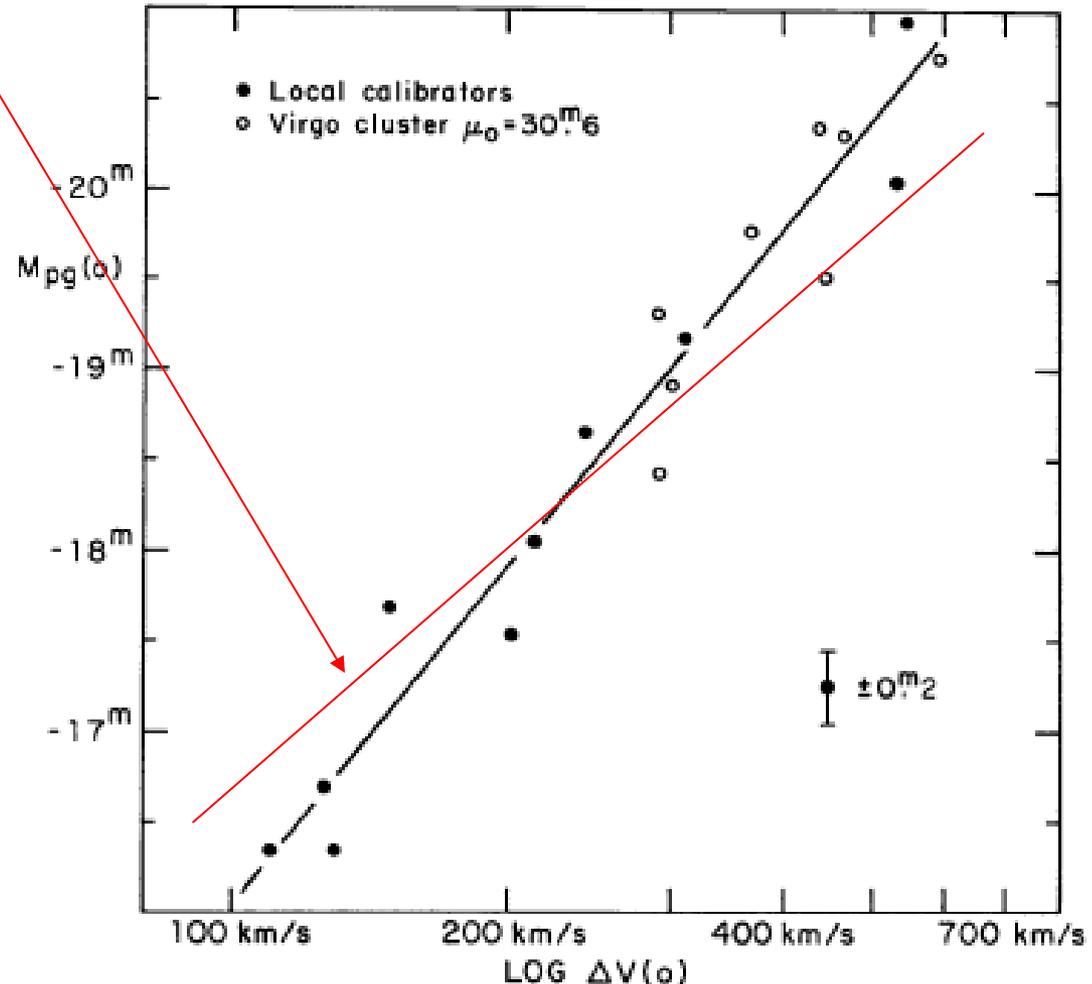
Uma forma de verificar esta relação consiste em estimar a velocidade máxima de rotação dos objetos através da largura $\Delta V \sim 2V_{rot}$ dos seus perfis de emissão na linha de 21 cm.



Se a relação anterior, da luminosidade com a velocidade máxima de rotação, estivesse estritamente correta então poderíamos representá-la em magnitudes, M , na forma

$$M \sim a - 10 \text{ Log } \Delta V$$

Como se pode observar os dados empíricos apresentam uma correlação bastante próxima desta previsão.



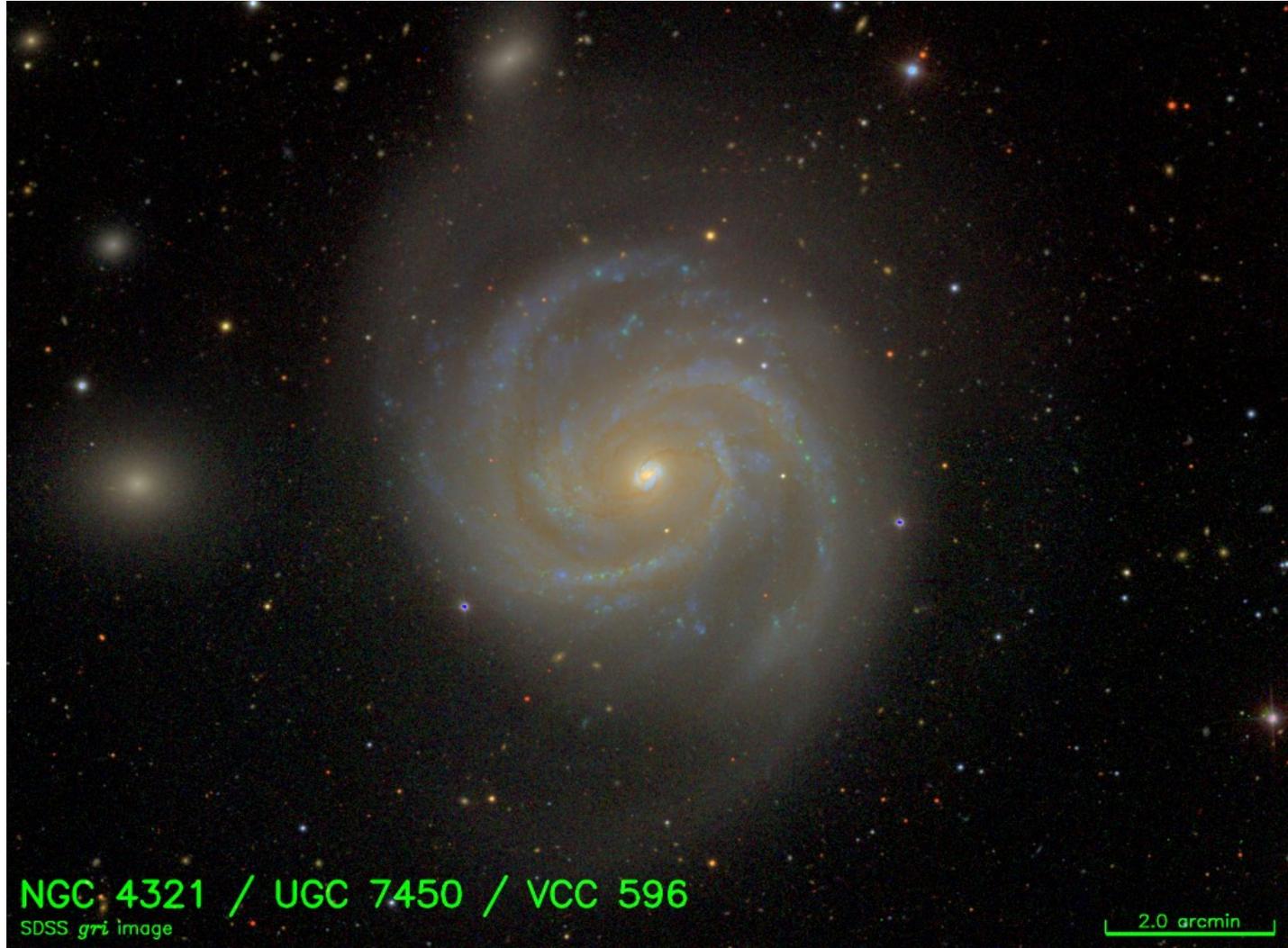
Os resultados indicam que de um modo geral as galáxias espirais de diferentes tipos morfológicos seguem acuradamente esta relação. As relações observadas atualmente são

$$M_B \sim -11,0 \text{ Log } V_{\text{rot}} \text{ (km/s)} + 3,31 \quad \text{Sc}$$

$$M_B \sim -10,2 \text{ Log } V_{\text{rot}} \text{ (km/s)} + 2,71 \quad \text{Sb}$$

$$M_B \sim -9,95 \text{ Log } V_{\text{rot}} \text{ (km/s)} + 3,15 \quad \text{Sa}$$

Classifique morfológicamente e estime a distância da galáxia NGC 4321 sabendo que a sua velocidade máxima de rotação é igual a 240 km/s e a sua magnitude aparente é $B_i = 10,05$ mag.



As galáxias mais distantes do Universo local podem ter a sua distância estimada através das supernovas do tipo Ia. Estes objetos surgem quando uma estrela anã branca em um sistema binário captura parte da massa da sua companheira. A estrutura das anãs brancas se mantém estável graças à pressão eletrônica de um gás de elétrons degenerado. Mas esta estabilidade só pode ser mantida enquanto a sua massa não ultrapassar o limite de Chandrasekhar ($1,44 M_{\odot}$). Ao romper este limite a estrela perde a sua condição de manter o equilíbrio gravitacional e explode. Como este limite é muito bem definido a luminosidade do evento é constante, dentro de flutuações da ordem de 20%, garantindo assim a sua utilidade como indicador de distância.



Uma fina camada de hidrogênio se acumula na superfície da anã branca devido à acreção

camada superficial

Anã Branca



Explosão do gás degenerado na superfície se propaga por toda a estrela

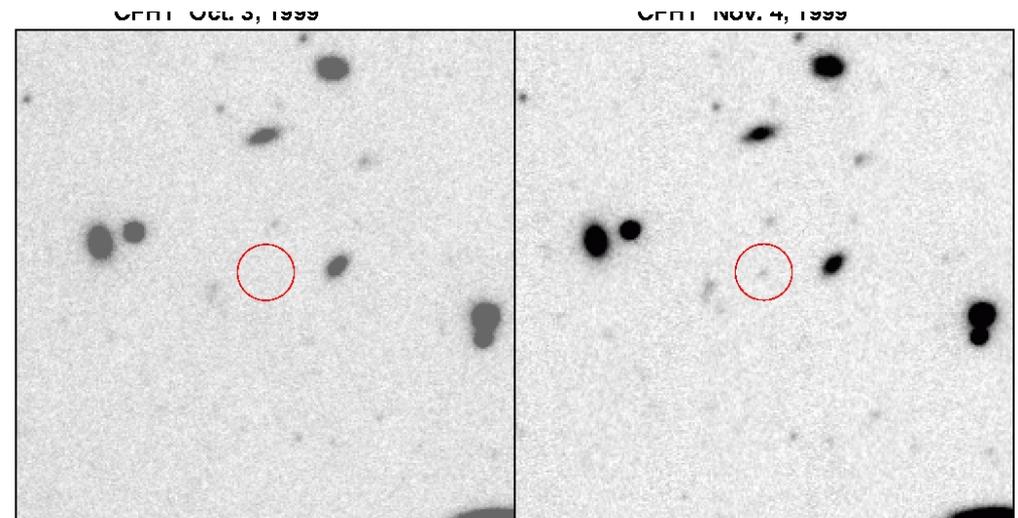
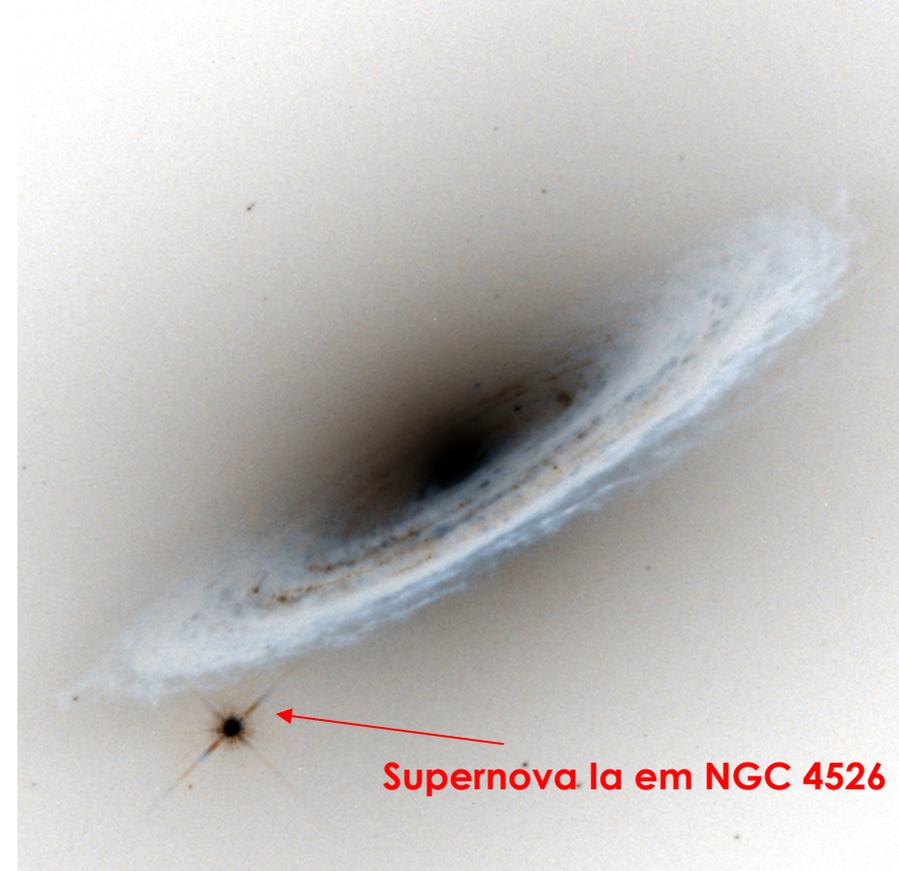
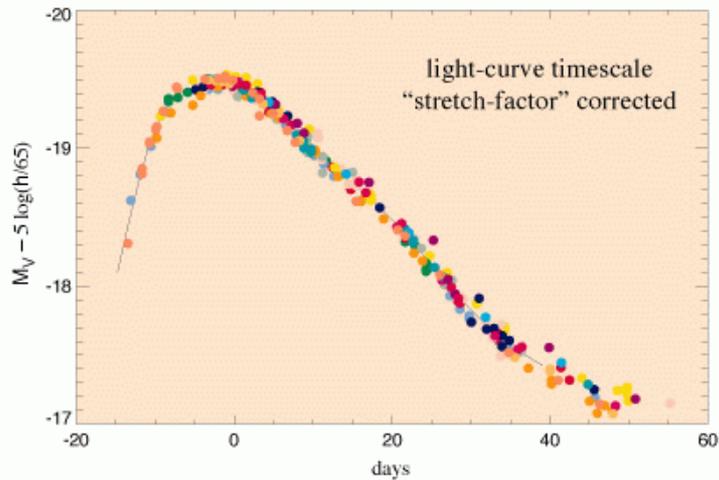
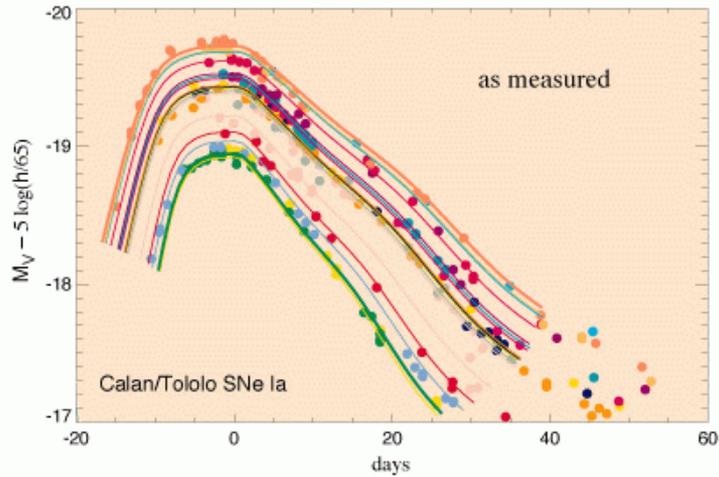


A estrela se consome em uma grande explosão

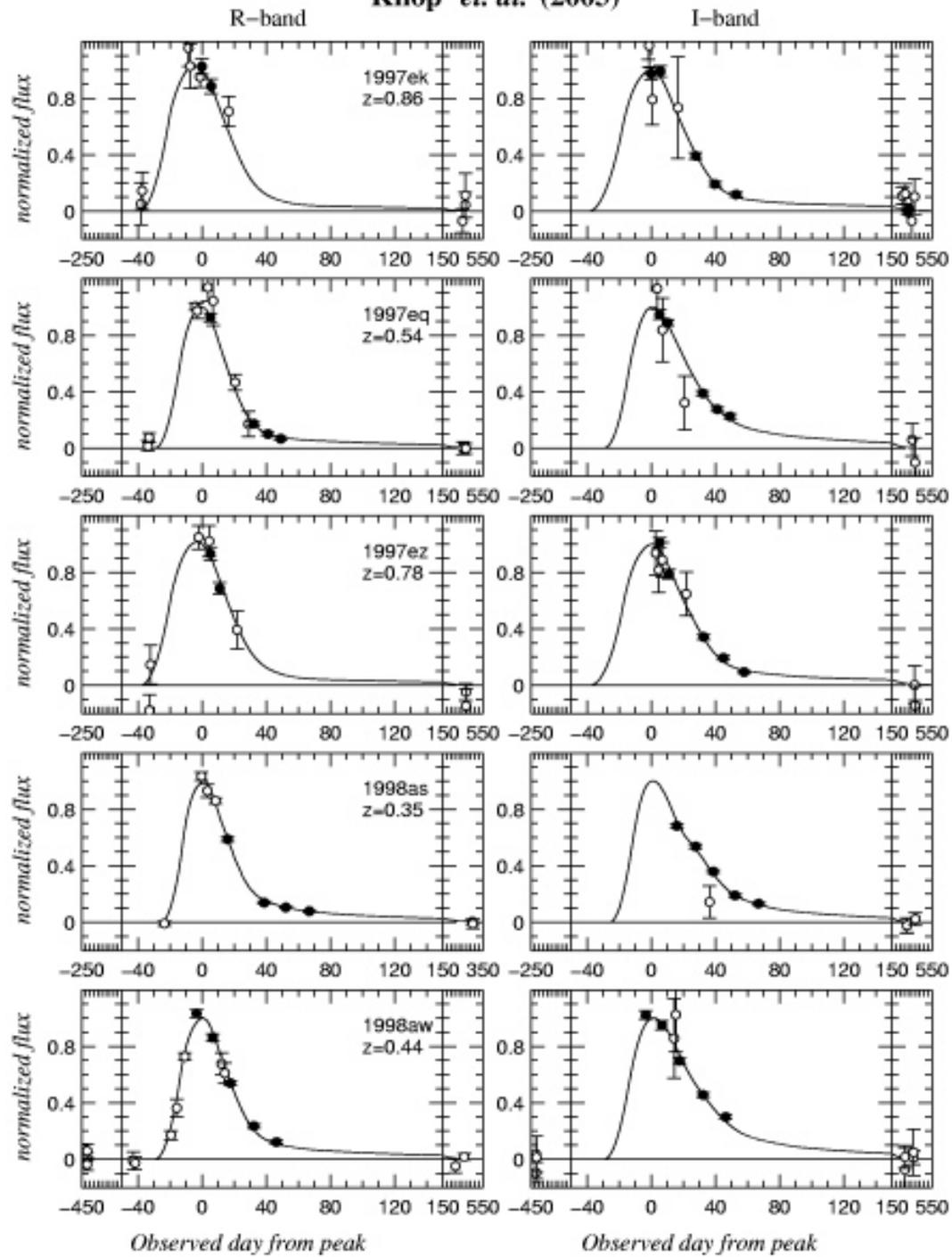


As supernovas mais próximas, com distâncias estimadas por outros métodos, podem ser calibradas para compor uma curva de luz padrão. Quando observamos uma supernova distante podemos então usar este gabarito para estimar a sua magnitude absoluta obtendo-se assim a distância.

V Band

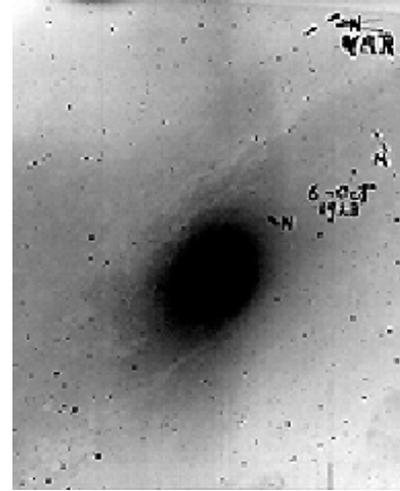


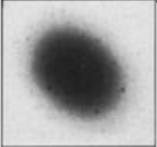
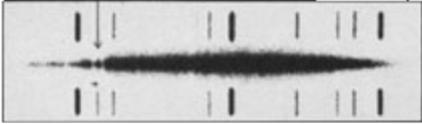
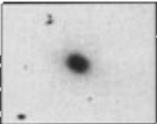
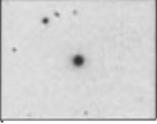
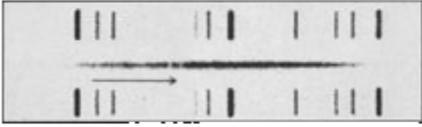
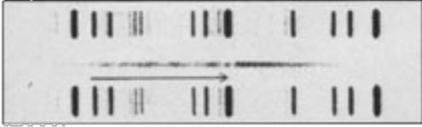
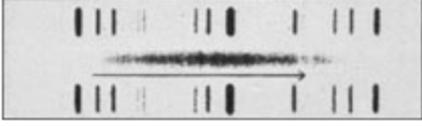
Como as supernovas são eventos muito brilhantes é possível observá-las mesmo nos objetos mais distantes. Por este motivo estas observações são fundamentais para que possamos testar as propriedades geométricas do Universo, como por exemplo a sua curvatura. Atualmente existe uma grande rede de colaboração internacional visando obter o levantamento do maior número possível de eventos desta natureza.





3.4 Lei de Hubble e Cosmologia



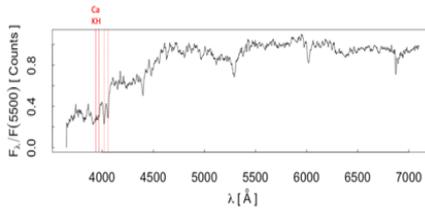
Cluster nebula in	Distance in light-years	Redshifts
 Virgo	78 000 000	 1 200 km s ⁻¹
 Ursa Major	1 000 000 000	 15 000 km s ⁻¹
 Corona Borealis	1 400 000 000	 22 000 km s ⁻¹
 Bootes	2 500 000 000	 39 000 km s ⁻¹
 Hydra	3 960 000 000	 61 000 km s ⁻¹

Uma das descobertas mais fundamentais de Edwin Hubble foi de que as galáxias se afastam da Via Láctea com velocidades crescentes com a sua distância. Nos anos de 1920 Edwin Hubble e colaboradores mediram não apenas as distâncias das galáxias mas também o seu redshift

$$z = (\lambda_{\text{obs}} - \lambda_0) / \lambda_0$$

onde λ_{obs} e λ_0 são os comprimentos de onda observado e de laboratório. Na época a interpretação de Hubble, que depois verificou-se ser incorreta, era de que o fenômeno se devia à velocidade de afastamento pelo efeito Doppler da radiação

$$V = c z$$

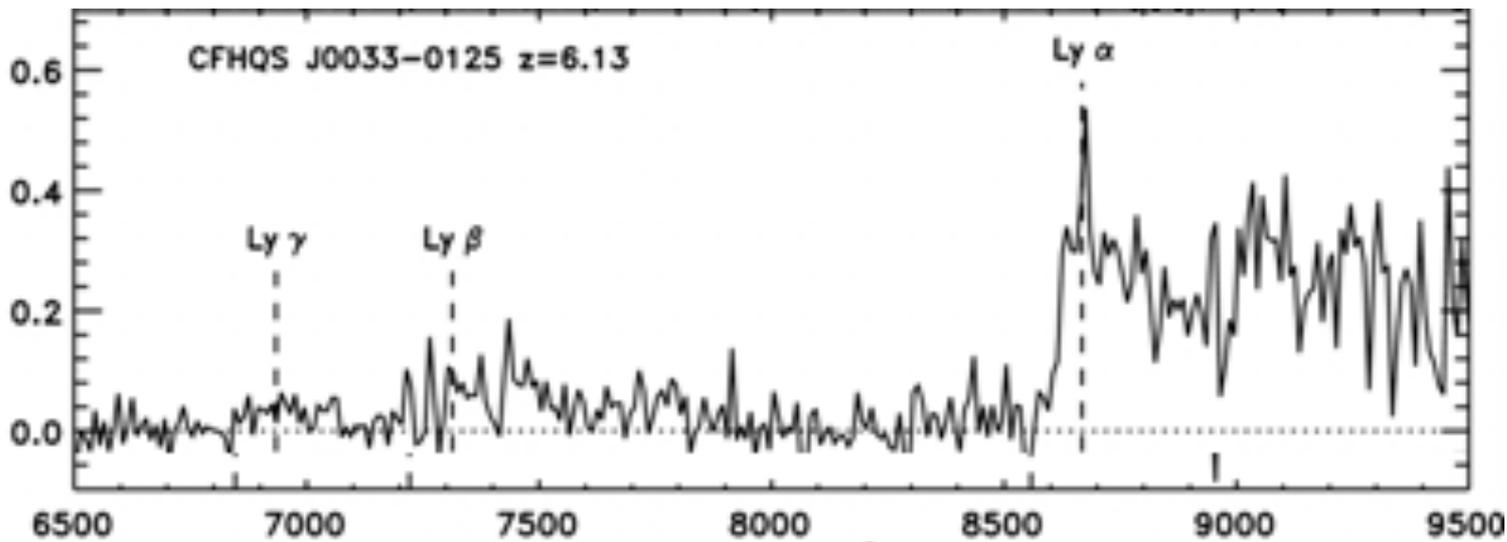
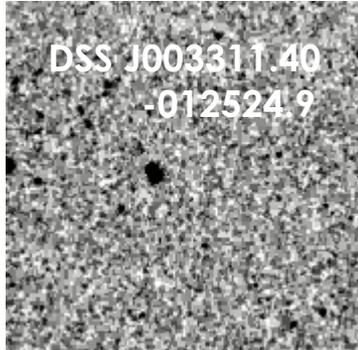
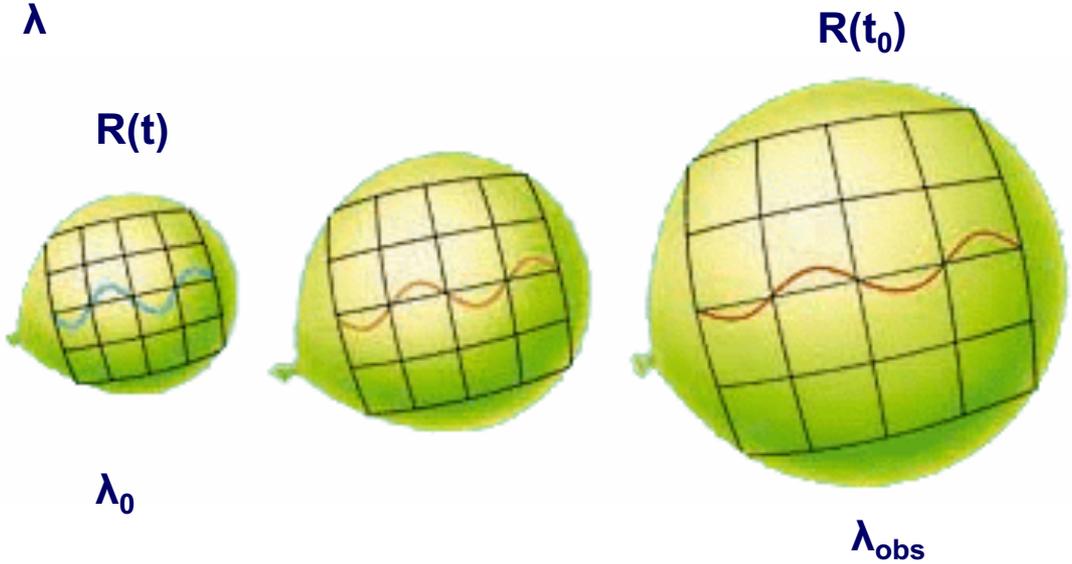


O espaço-tempo expande com o fator de escala $R(t)$, sendo $R(t_0)=1$ em t_0 a idade atual do Universo. Como λ cresce com o fator de escala

$$\lambda_{\text{obs}}/\lambda_0 = R(t_0)/R(t) = 1/R$$

e portanto

$$1+z = 1/R$$



O resultado desta interpretação baseada na teoria da relatividade geral é que a lei de Hubble

$$V = H_0 d$$

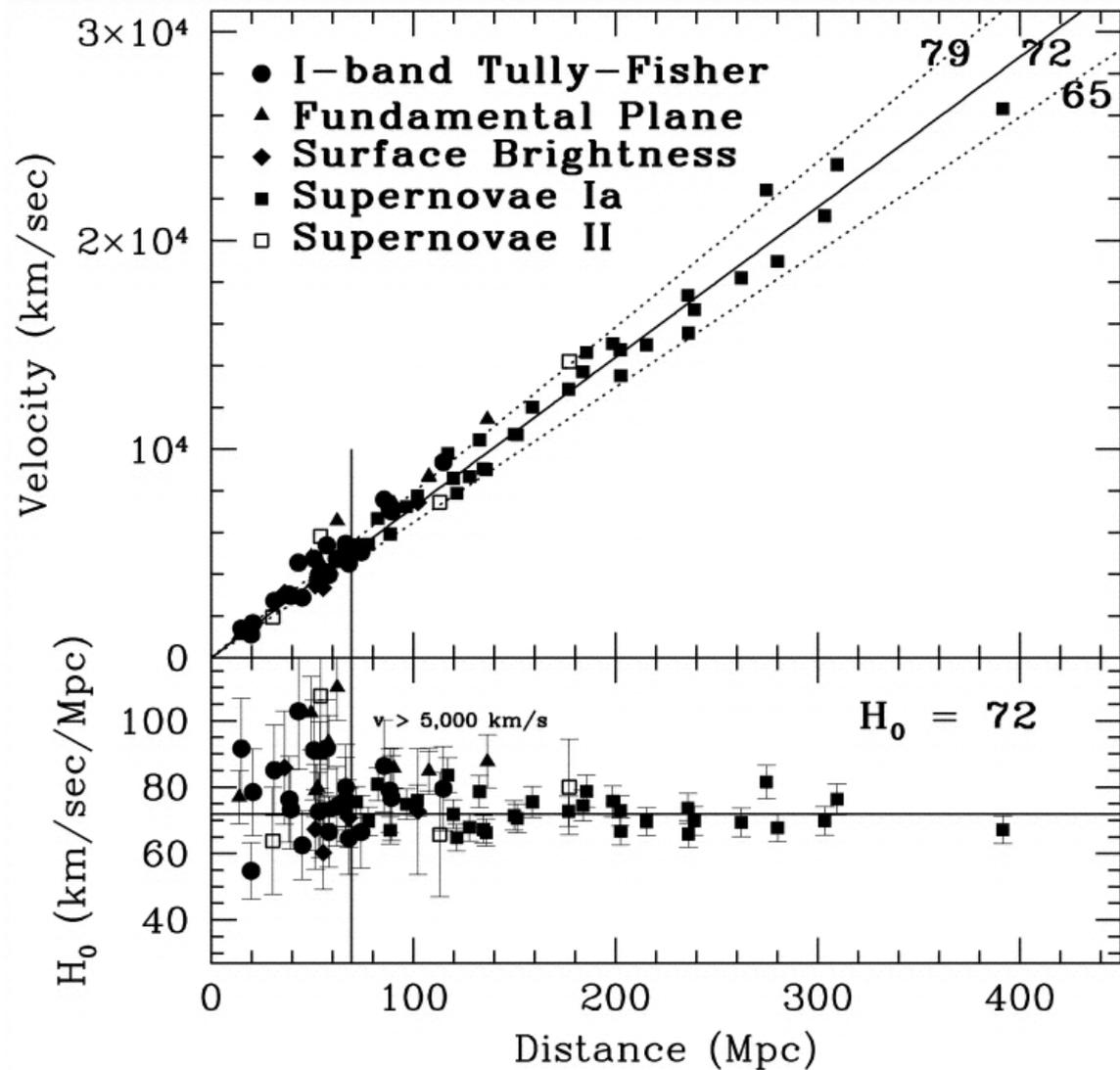
Como $d = cte \cdot R$ esta relação nos mostra que de fato a taxa com que o fator de escala do Universo está variando.

$$\frac{dR}{dt}/R = H_0$$

sendo H_0 a constante de Hubble. A determinação acurada desta constante é de vital importância cosmológica e as estimativas mais recentes indicam que $H_0 \sim 70 \pm 6$ km/s/Mpc. A escala de tempo de Hubble é definida como

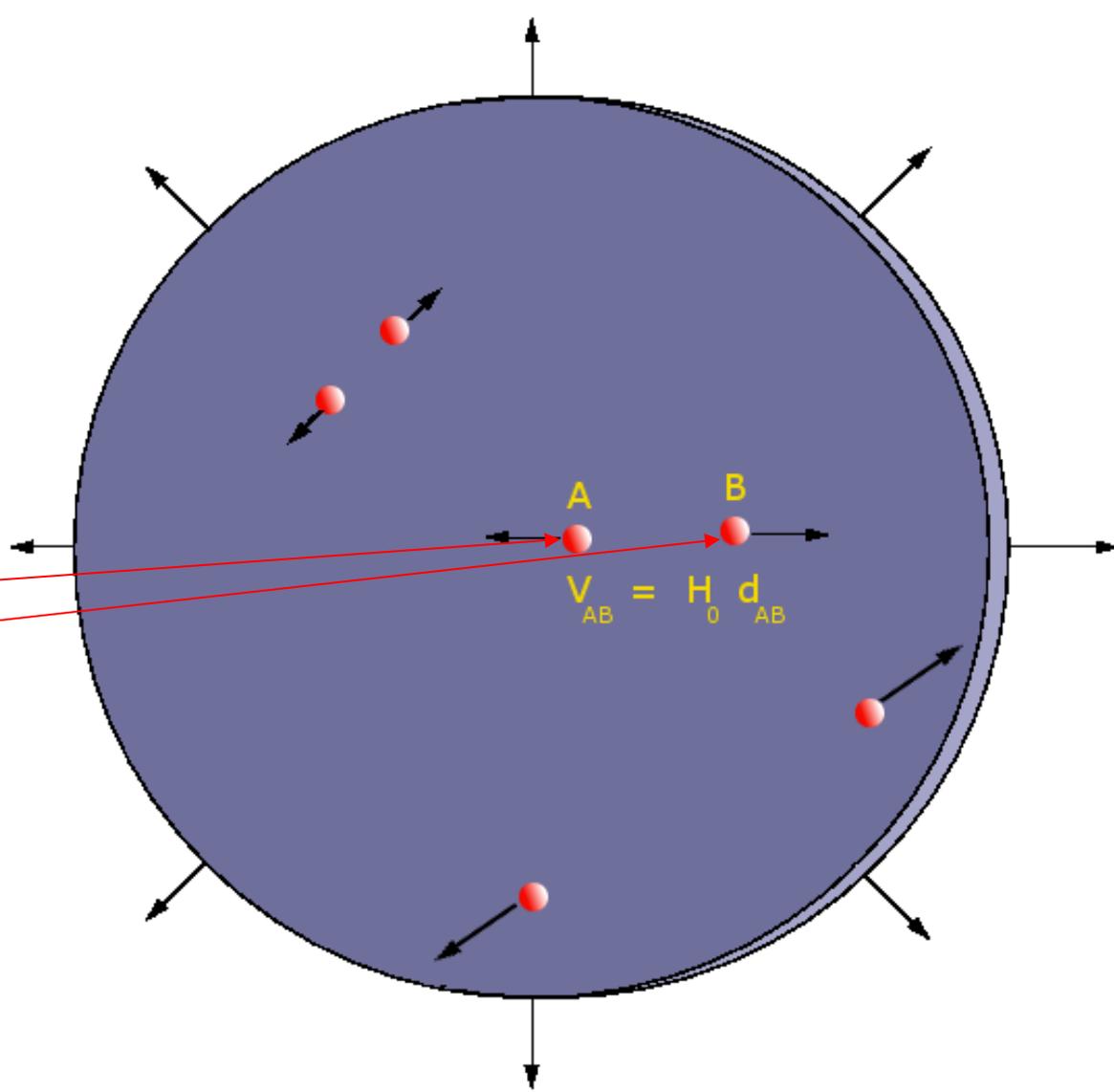
$$t_H = 1/H_0 \sim 10^{10} \text{ anos}$$

e nos fornece uma indicação grosseira sobre a idade do Universo.

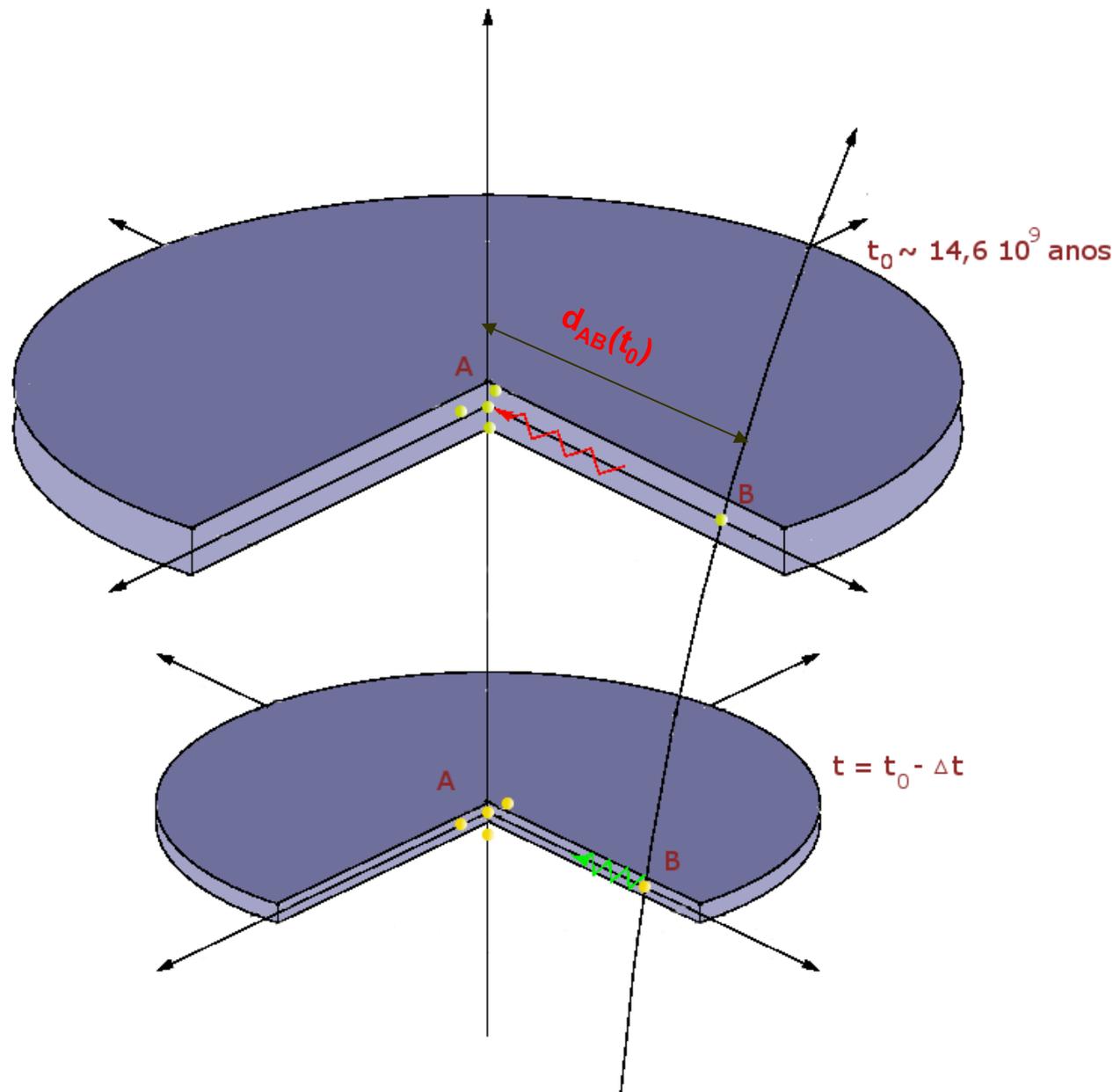


Em algumas situações é possível estimar a distância de um objeto no Universo local a partir do seu redshift. O aglomerado de galáxia de Hércules, por exemplo, se afasta da Via Láctea com um redshift $z=0,036$. Qual deve ser a sua distância?

O Universo em expansão, de acordo com a teoria da relatividade geral, pode ser comparado a uma película que se expande homogênea em todas as direções. Neste caso a superfície da película representaria o espaço que se encontra em expansão homogênea. Em um dado instante de tempo um observador situado em uma galáxia qualquer A observa que uma outra galáxia arbitrária B se afasta dele com uma velocidade V_{AB} proporcional à separação d_{AB} que existe entre elas. Esta expansão ocorre porque as galáxias estão compartilhando do movimento global da película que se expande continuamente satisfazendo as restrições da teoria da relatividade geral. Portanto, ao contrário do que pensava Hubble, não são as galáxias que se movimentam mas é o próprio espaço que expande.



Uma consequência deste processo é que ao observarmos um objeto cuja luz foi deslocada para o vermelho devido à expansão cosmológica estamos de fato observando o passado do Universo. Como a idade da nossa galáxia é $t_0 \sim 14,6$ bilhões anos. Suponha que estejamos observando um quasar em $z=1,0$. A luz deste objeto foi gerada quando a idade do Universo era $t=t_0-\Delta t$ onde $\Delta t(z)$ depende do modelo cosmológico adotado. Quando o fóton foi emitido a distância entre os objetos era $d_{AB}(t_0-\Delta t)$. Durante o seu voo o fóton sofre uma variação do seu comprimento de onda devido à expansão do Universo. Esta é a origem do redshift no Universo em expansão. A distância $d_{AB}(t_0)$ é denominada de distância comóvel.



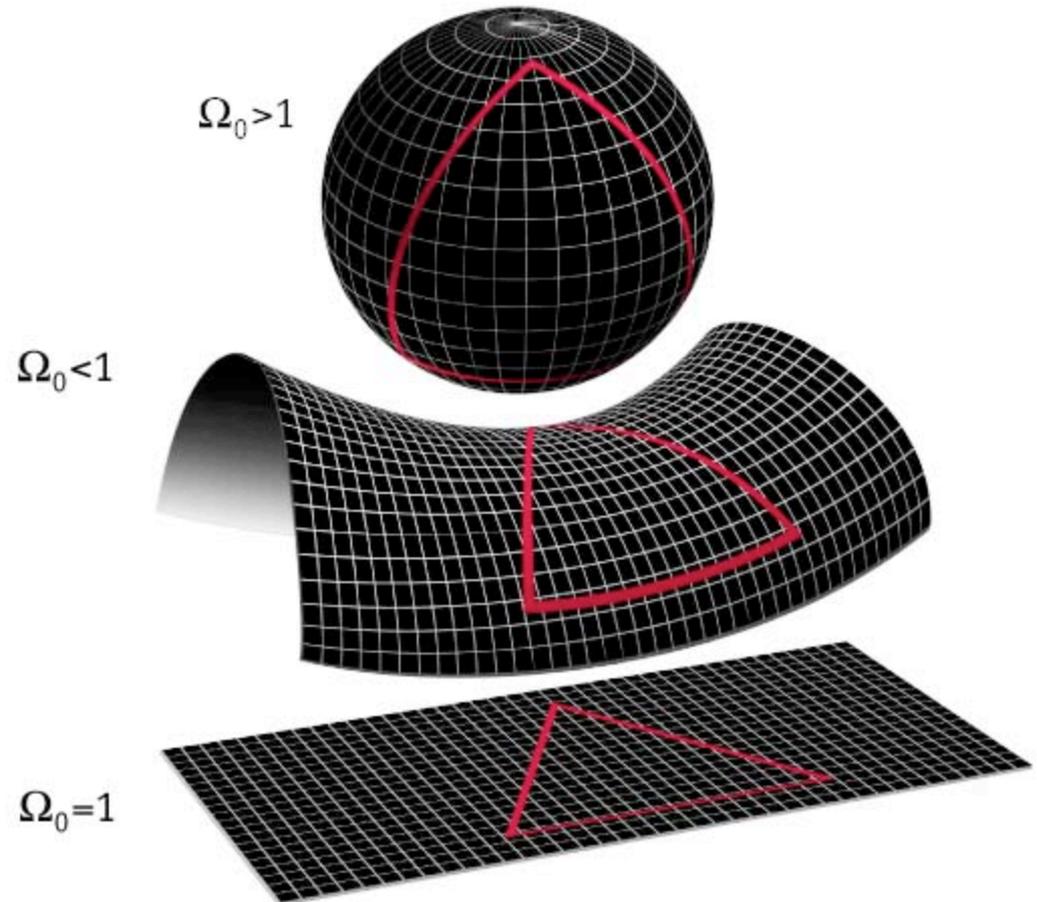
O processo de expansão do Universo depende da densidade do seu conteúdo de matéria-energia comparada com a sua taxa de expansão. Trata-se de uma situação análoga a um experimento simples de atirar uma pedra para o alto enquanto ela vence a gravidade terrestre. Se a velocidade de expansão inicial for menor que a velocidade de escape a sua energia total será negativa e em algum momento a pedra deve retornar à Terra. Este é o caso análogo do chamado modelo fechado. A caracterização deste modelo é dada pelo parâmetro de densidade Ω_0 que mede a razão entre a densidade de matéria-energia e a densidade crítica

$$\rho_{c0} = \frac{3H_0^2}{8\pi G}$$

Se ρ representa a densidade atual de matéria-energia então o valor atual do parâmetro de densidade é $\Omega_0 = \rho/\rho_{c0}$. Se $\Omega_0 > 1$ temos o modelo fechado.

Se $\Omega_0 < 1$ temos o modelo aberto análogo ao experimento de lançar uma pedra com velocidade superior à velocidade de escape.

O caso crítico ocorre quando $\Omega_0 = 1$ e a maioria dos cosmólogos acredita que ele descreve acuradamente as observações mais recentes.



A densidade de matéria - energia pode ser dividida em três grandes contribuições: matéria, radiação e energia escura.

A densidade total de matéria, ρ_{0M} , é composta da matéria bariônica usual e da matéria escura e a sua contribuição para o parâmetro de densidade atual é $\Omega_{0M} = \rho_{0M} / \rho_{0c} \sim 0,3$.

A densidade atual contida na radiação ρ_{0R} é praticamente desprezível assim como a de seu correspondente parâmetro de densidade $\Omega_{0R} = \rho_{0R} / \rho_{0c} \sim 0,04$. No entanto a densidade da radiação depende da quarta potência da temperatura da radiação ($T_{0R} \sim 3$ K). Como no passado a temperatura de radiação era muito maior concluímos que próximo ao Big-Bang o termo de radiação era responsável pela contribuição dominante da densidade naquele período.

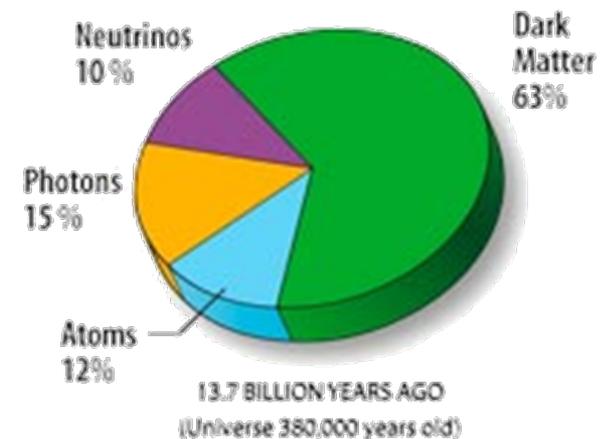
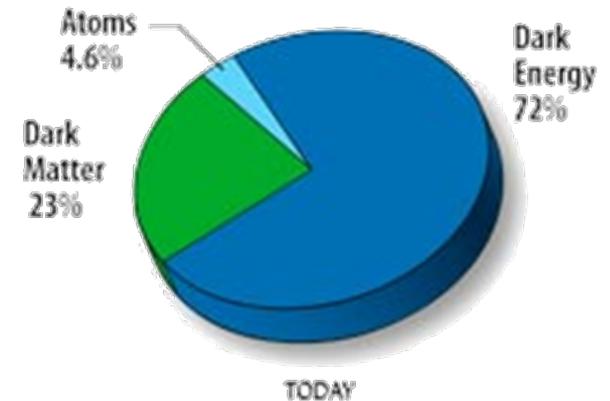
A densidade atual da energia escura é usualmente representada pela chamada constante cosmológica Λ e a sua contribuição $\Omega_{0\Lambda} \sim 0,7$.

Assim no total temos segundo o atual modelo de concordância cósmica

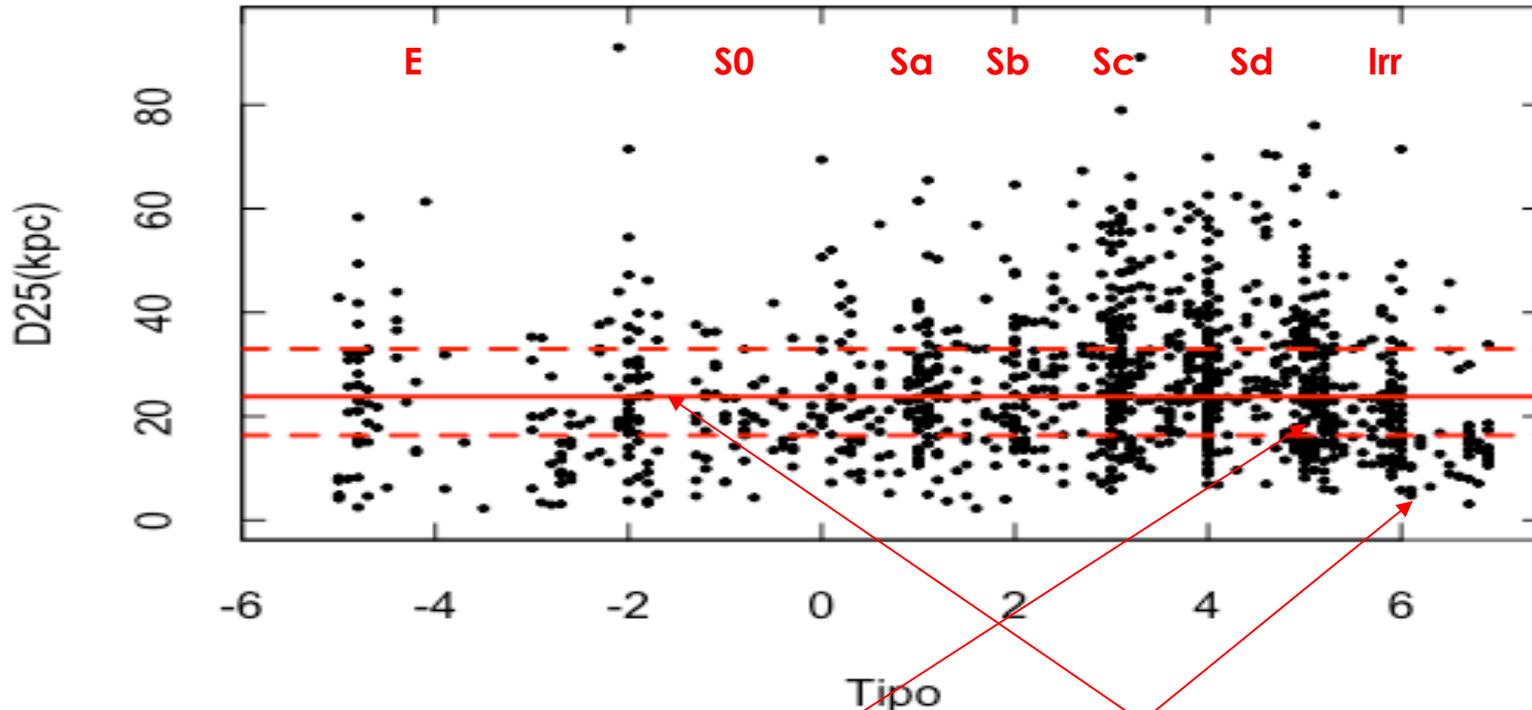
$$\Omega_{0M} + \Omega_{0R} + \Omega_{0\Lambda} = \Omega_0 = 1$$

E considerando $\Omega_{0R} = 0$ temos ainda

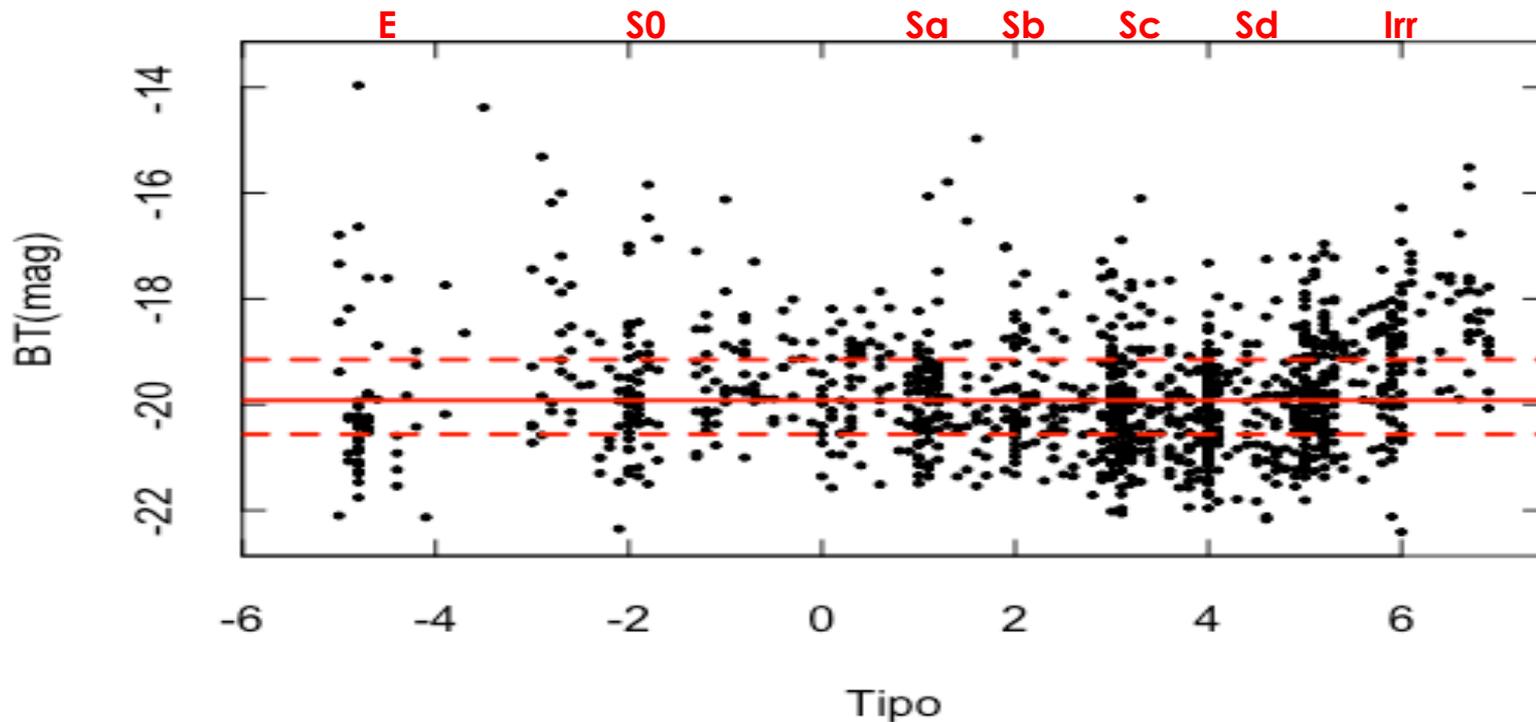
$$\Omega_{0M} + \Omega_{0\Lambda} = 1$$



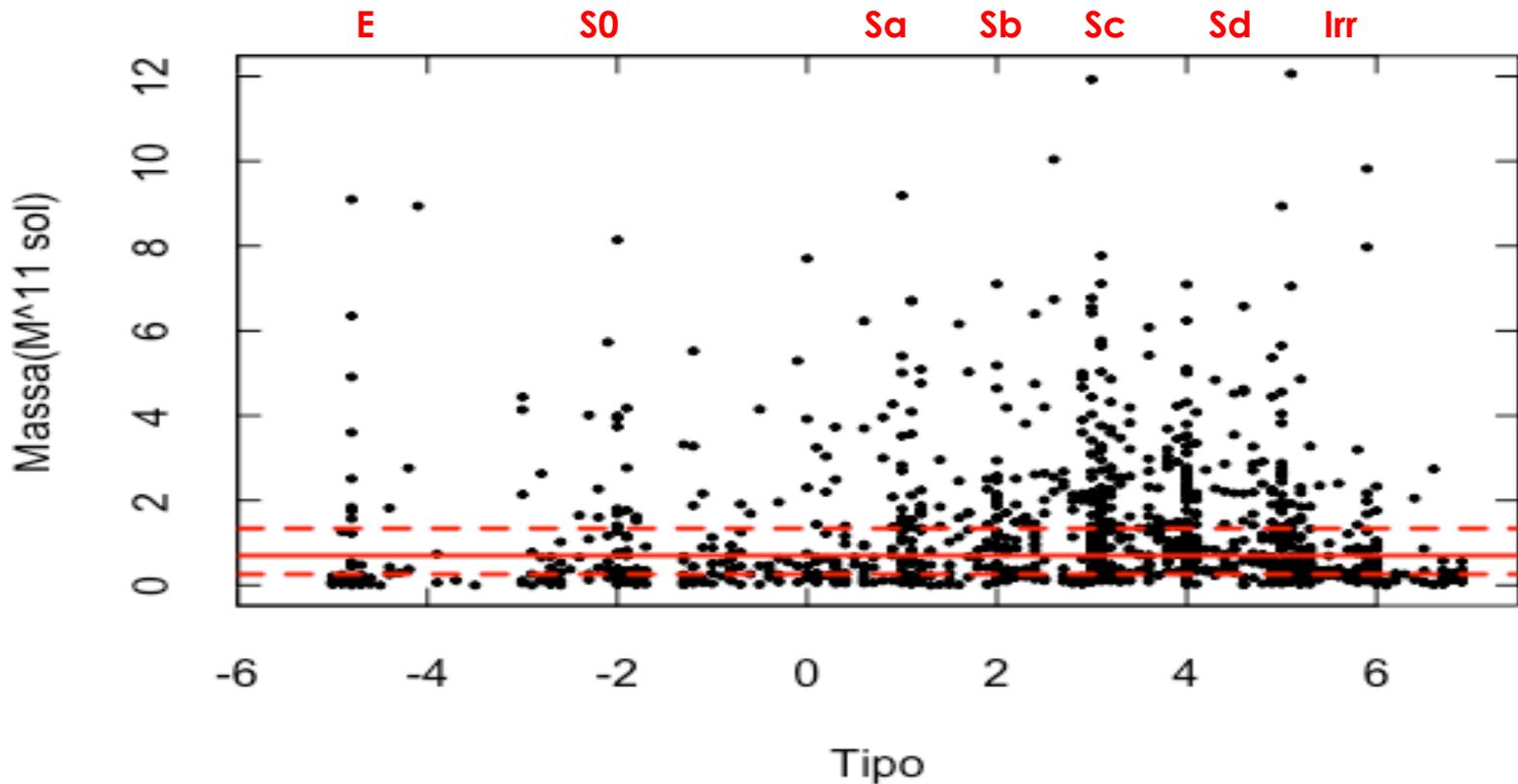
3.5 Propriedades Gerais



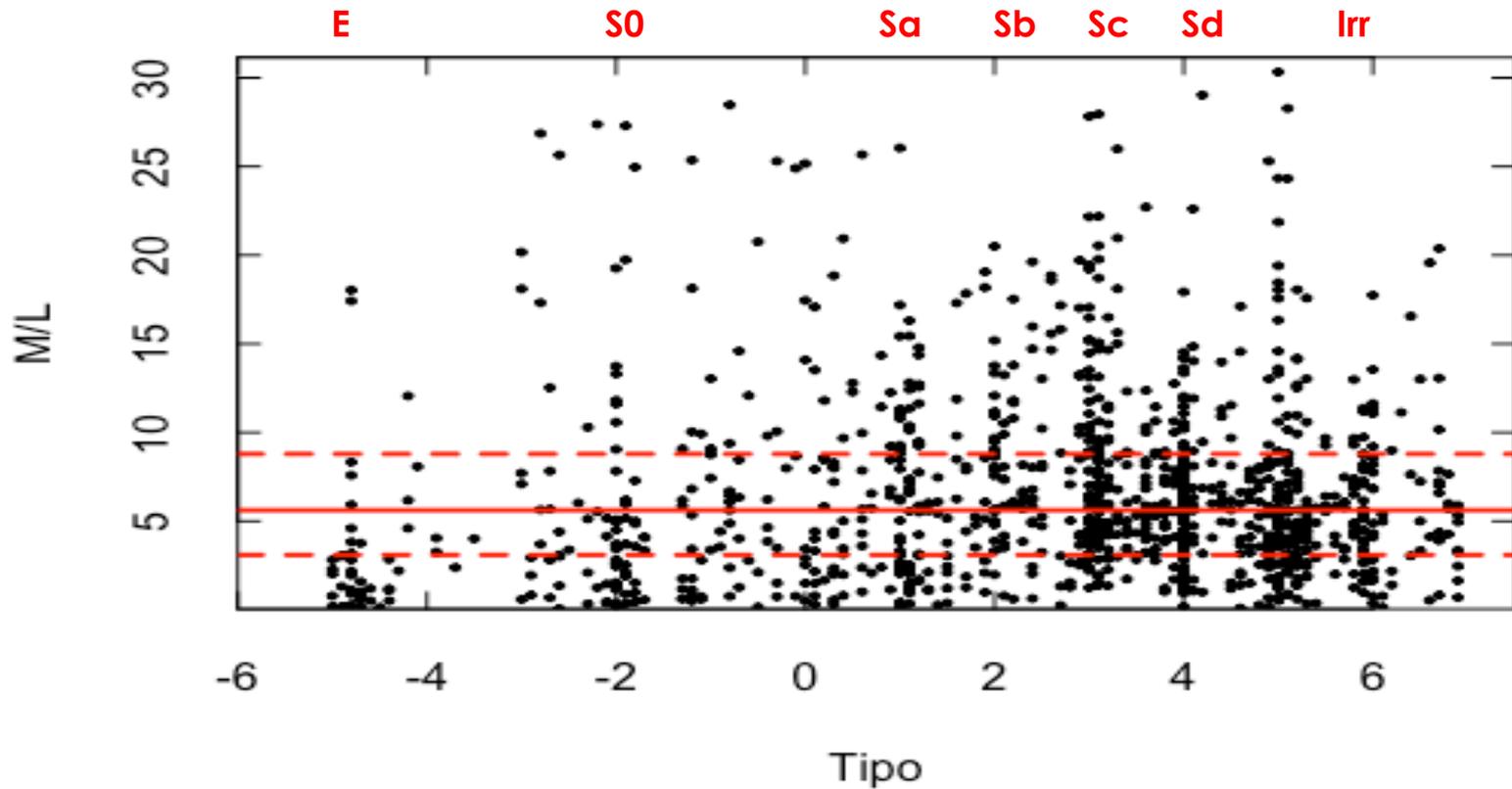
Várias propriedades intrínsecas das galáxias apresentam regularidades importantes que dependem do tipo morfológico do objeto. Na figura acima ilustra a dependência do diâmetro físico dos objetos em função do tipo morfológico. Esta amostra de 1152 objetos foi extraída da base de dados hyperleda (<http://leda.univ-lyon1.fr/>) na qual foram selecionadas as galáxias com magnitudes aparentes $B < 14,5$ mag e com boas estimativas fotométricas e de distância. Observe que existe uma ligeira tendência das galáxias de tipo jovem ser um pouco maiores que as espirais. Em média estas duas classes apresentam diâmetros da ordem de 30-40 kpc. Já as galáxias irregulares, apesar de presentes em menor número, são certamente menores que a dimensão média das galáxias espirais e de tipo jovem.



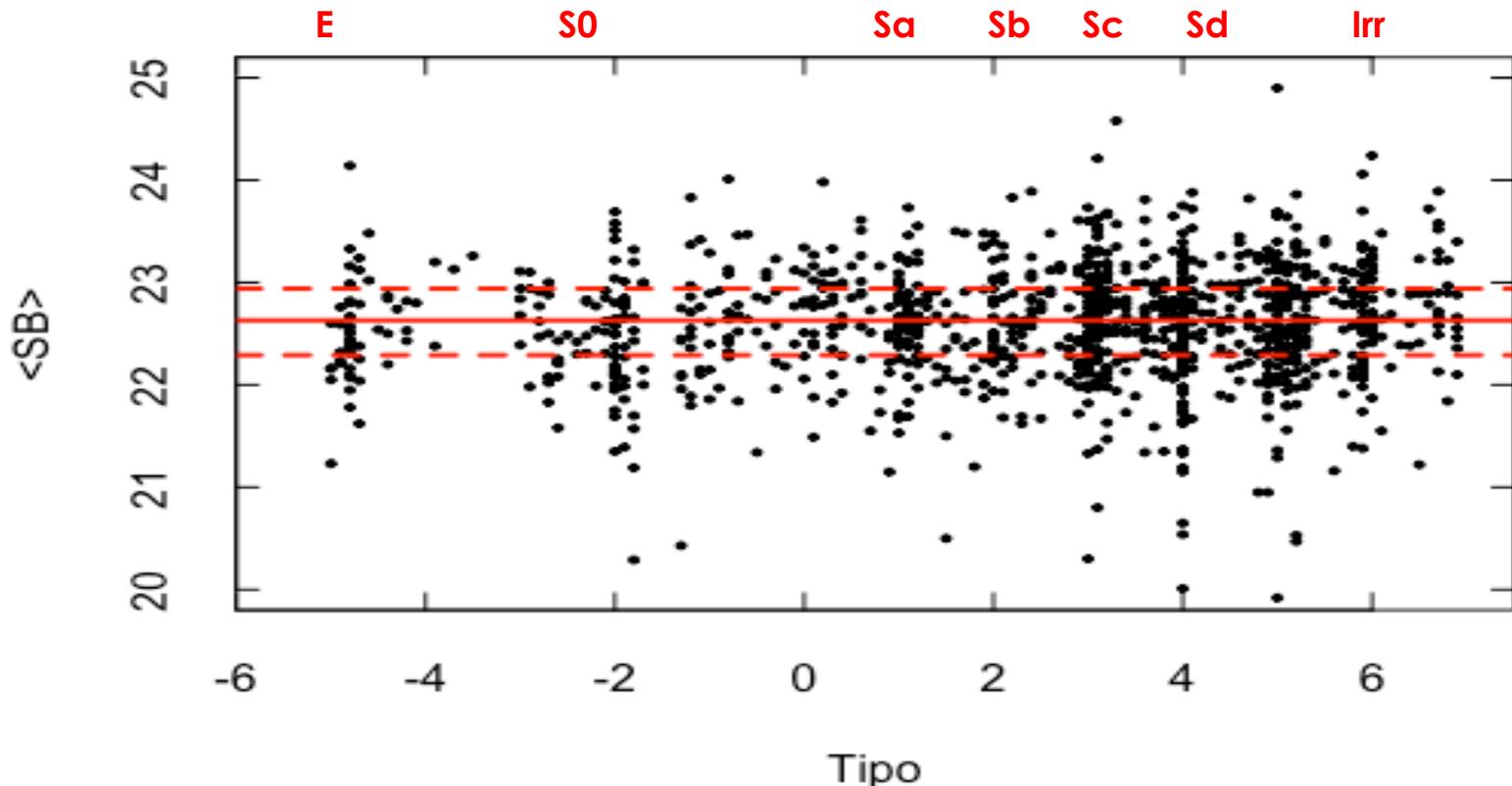
Este mesmo comportamento se repete quando analisamos a luminosidade indicada aqui pela magnitude absoluta no filtro B. As galáxias de tipo jovem são ligeiramente mais brilhantes e as irregulares são as menos luminosas. Se considerarmos que as estrelas de massa solar são representativas da média da população estelar então $M_{\text{abs}}(B) - B_{\odot} = -2,5 \text{ Log } N$. E como $B_{\odot} = 5,48$ resulta que o número de estrelas em uma galáxia espiral média deve ser da ordem de 2×10^{10} estrelas! Mesmo nas menores galáxias ($M_{\text{abs}} \sim -17$ mag) temos cerca de 10^9 estrelas um número muito superior aos maiores aglomerados globulares com no máximo 10^5 estrelas.



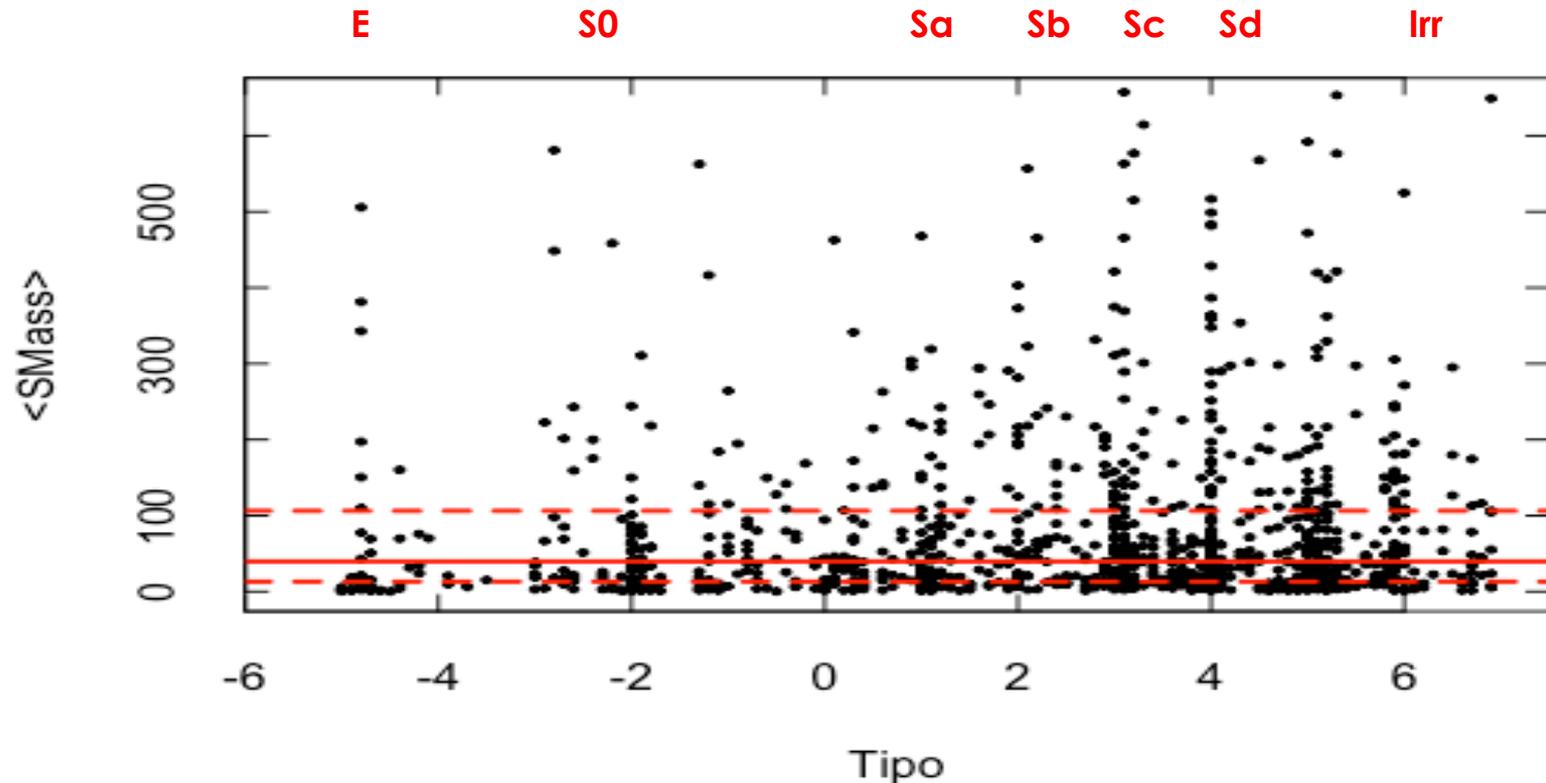
O método mais confiável para estimar a massa das galáxias depende da determinação da velocidade de rotação. No caso das espirais existem atualmente um número abundante de objetos com observações baseadas na largura das linhas de 21cm do HI. Neste caso podemos estimar que $M \sim V_{\text{rot}}^2 R/G$ e em média a massa desses objetos se situa na faixa $(1-3) \times 10^{11} M_{\odot}$ conforme ilustramos acima. Porém essas estimativas estão praticamente ausentes no caso das elípticas que têm pouco gás interestelar e suas massas totais são mais difíceis de ser avaliadas através da emissão de 21cm.



Um indicador muito utilizado para caracterizar a população estelar é a razão massa-luminosidade em unidades solares ($f = M/M_{\odot}/L/L_{\odot}$). Se $f=1$ e se toda a massa estivesse na forma de estrelas, então, em média, estas estrelas deveriam ser do tipo solar. Observe que em média as galáxias espirais tendem a apresentar uma razão massa-luminosidade $f \sim 5 M_{\odot}/L_{\odot}$ indicando que em média as suas estrelas emitem menos luminosidade que o Sol. Ao contrário as espirais tardias emitem mais luminosidade por unidade de massa que as galáxias de tipo jovem. Este efeito decorre de que atualmente a taxa de formação estelar nas espirais tardias é mais elevada e por isso estes objetos têm uma população estelar contendo mais objetos jovens e mais luminosos.

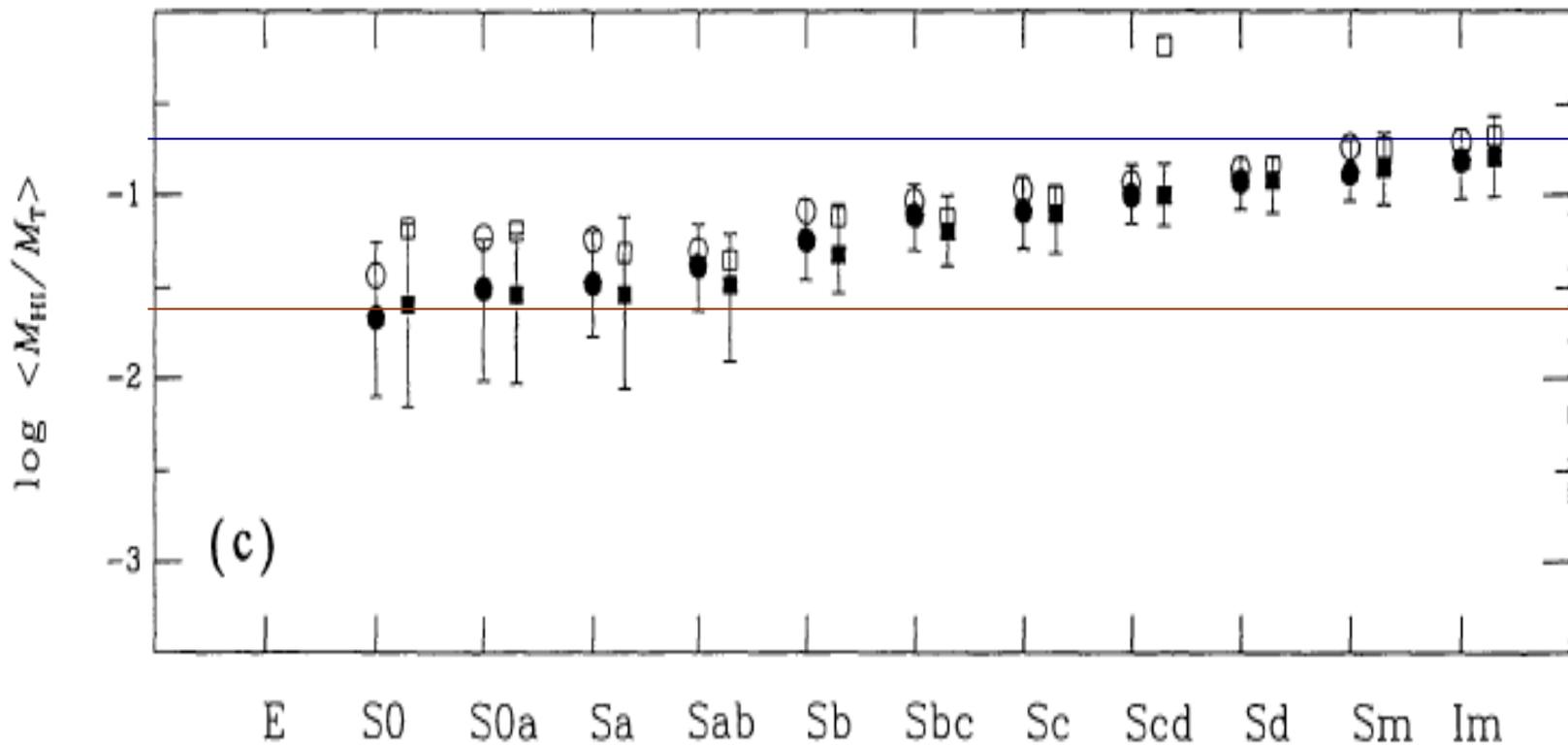


O gráfico acima representa o comportamento do brilho superficial médio, definido operacionalmente como $\Sigma = -2,5 \log(4L/\pi ab)$ onde a e b são os diâmetros maior e menor na isofota de 25 mag/arcsec² respectivamente. Podemos verificar que, apesar da dispersão, em média as galáxias apresentam um brilho superficial médio aproximadamente constante da ordem 22,69 mag/arcsec². Uma aplicação simples deste resultado consiste em considerar a galáxia de Andromeda cuja dimensão angular é de 190'x60'. Qual deveria ser a sua magnitude aparente? Usando esta relação concluímos que deveria ser B~4. A medida observada de fato é 4,3 mag!

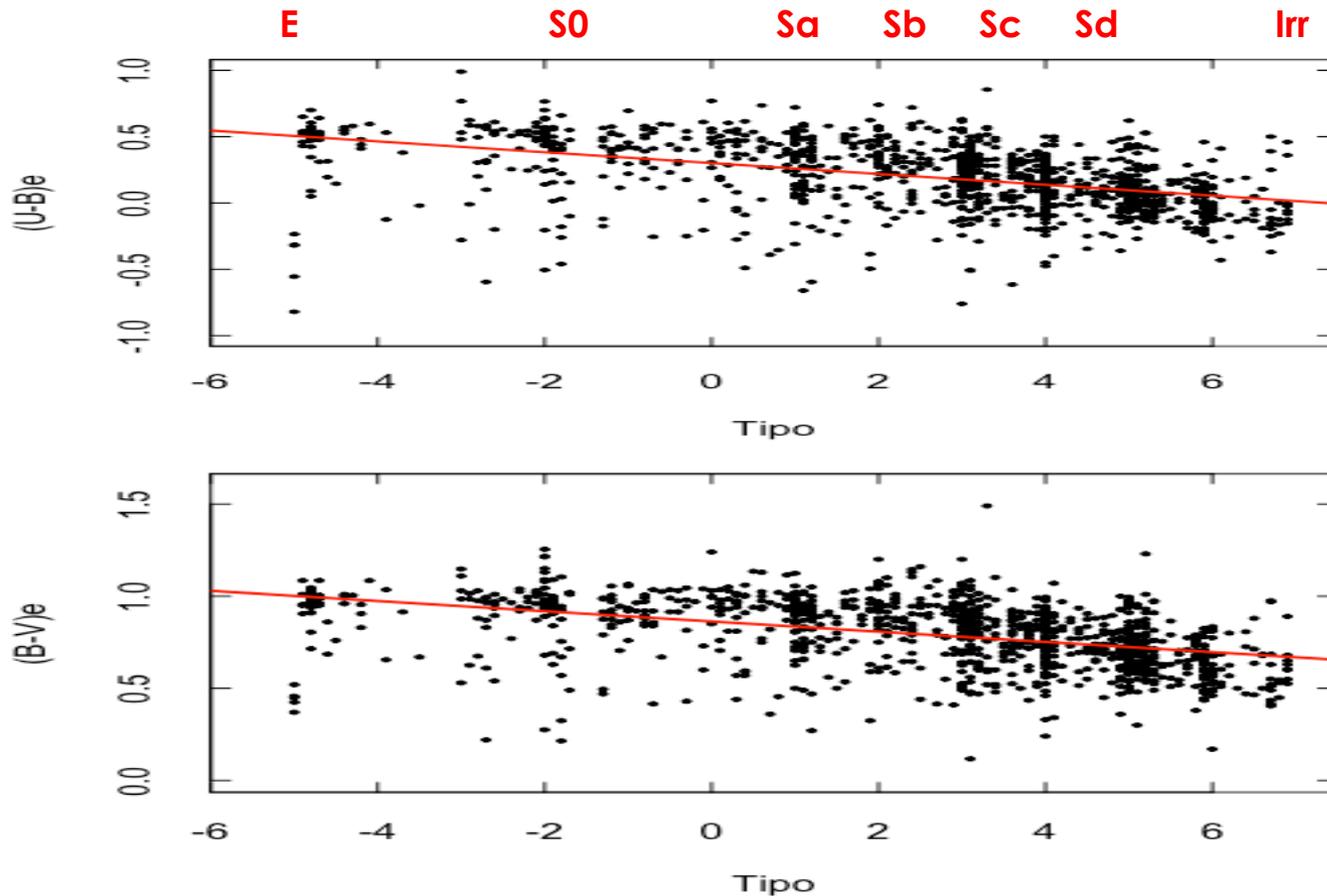


A figura acima mostra a densidade superficial de massa ($\sigma_T=4M_T/\pi ab$), em massas solares por pc^2 , e mostra uma clara tendência das galáxias espirais em apresentar uma densidade de massa da ordem de $100 M_{\odot}/\text{pc}^2$. As galáxias irregulares apresentam uma densidade projetada de massa um pouco menor.

Estime a massa da Via Láctea ($R \sim 15 \text{ Kpc}$) e compare com a massa da LMC ($R \sim 70$ minutos de arco, $d \sim 50 \text{ Kpc}$).



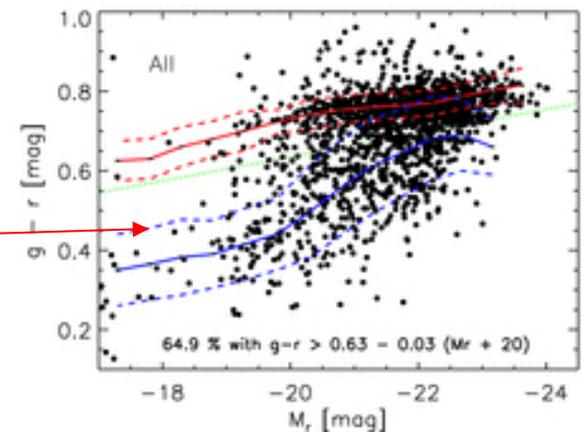
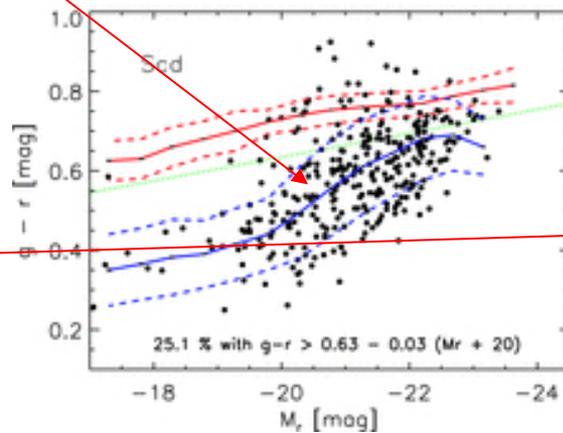
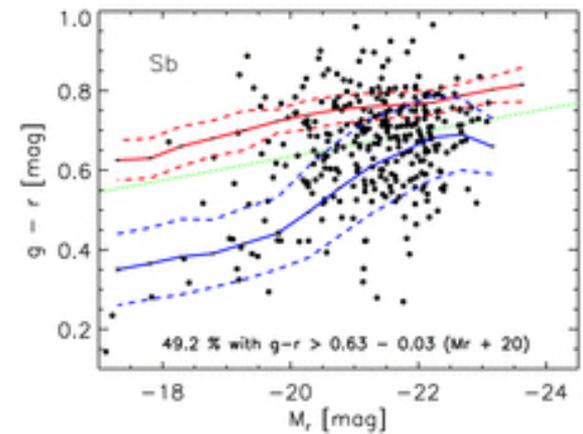
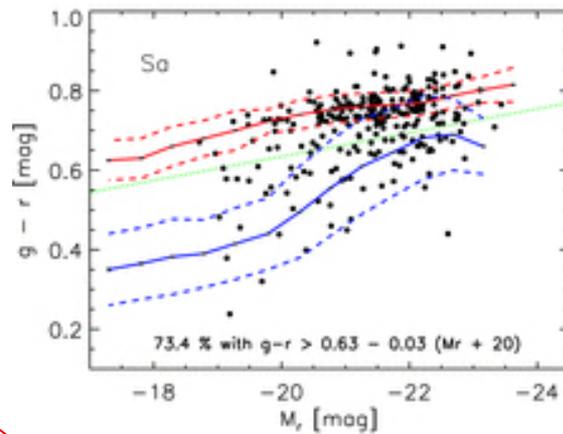
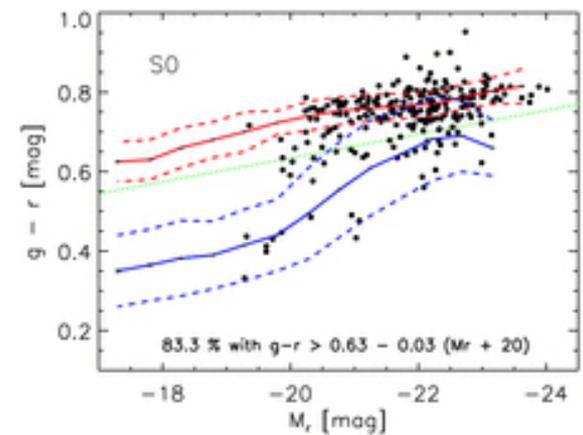
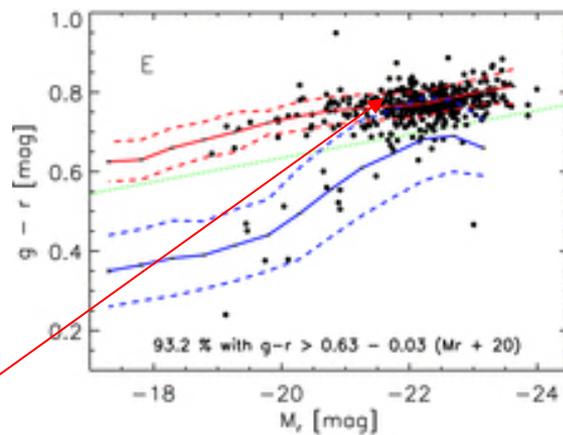
Outra clara diferenciação entre espirais e elípticas pode ser percebida através do conteúdo gasoso indicado aqui pela massa de hidrogênio neutro (M_{HI}). As galáxias de tipo jovem (S0, Sa) apresentam uma fração de gás da ordem de $M_{\text{HI}}/M_T \sim 2\%$ enquanto nas espirais tardias esta mesma fração é da ordem de 10%. Este fato nos ajuda a entender a maior taxa de formação estelar atual nas espirais. A concepção atual é que as galáxias de tipo jovem (E, S0) consumiram rapidamente o seu reservatório inicial de gás e depois a população estelar foi se tornando gradualmente envelhecida com a rápida evolução das estrelas mais massivas. Já as espirais conseguiram manter um reservatório de gás mais importante que sustenta ainda hoje a taxa de formação de estrelas jovens.



A figura acima mostra uma importante consequência do processo de evolução estelar nas galáxias. Nas E,S0 a população estelar que observamos hoje é mais velha e por isso o índice de cor B-V $\sim 1,0$. Já nas espirais do tipo tardio o índice de cor é bem mais azulado e B-V $\sim 0,6$. Infelizmente existe um outro fator capaz de afetar os índices de cor. Sabe-se que a metalicidade média também afeta o índice de cor e é possível que este efeito esteja sendo parcialmente responsável pelo comportamento desta propriedade.

Compare o índice de cor das galáxias E, Sa, Sb e Sc com aquele das estrelas da seqüência principal e estime a classe de população estelar que contribui predominantemente.

Utilizando os grandes levantamentos de galáxias temos hoje uma visão mais clara de como as galáxias se distribuem no Universo. Na amostra do SDSS podemos verificar através dos diagramas cor-magnitude que as galáxias se distribuem em duas populações denominadas de sequência vermelha e sequência azul. A sequência vermelha é povoada preferencialmente pelos objetos de tipo jovem (E,S0). Já a sequência azul é dominada pelas galáxias de tipos espirais mais tardios. Essas duas sequências se superpõem e quando não dispomos de informação morfológica, em altos redshifts por exemplo, podemos apenas observar o efeito combinado dessas duas populações (Bernardi et al, 2010, MNRAS, 404, 2087).



As diferenças estruturais entre as galáxias apresentadas anteriormente sempre foram motivo de debates entre os pesquisadores.

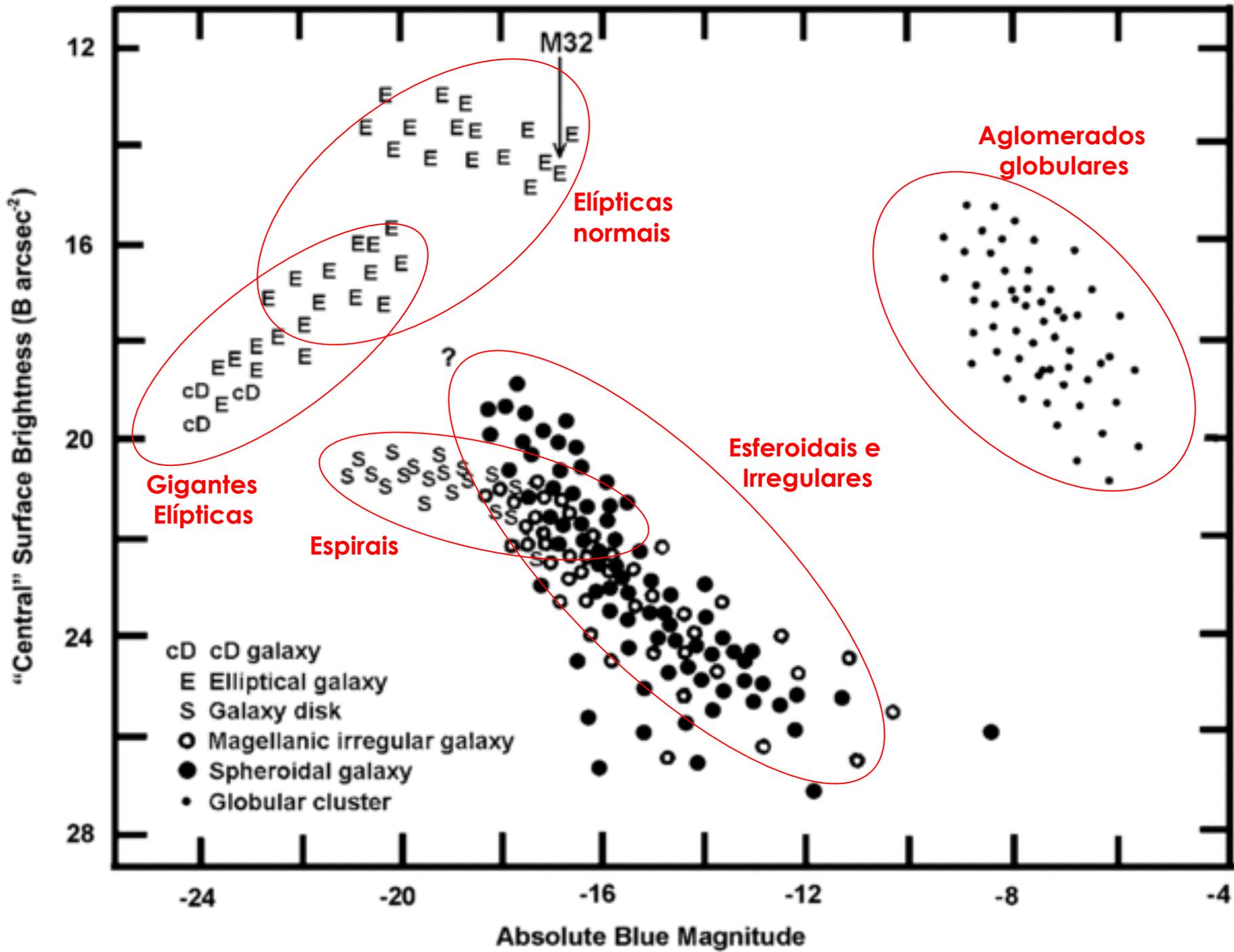
-Como se formaram as galáxias?

-Como explicar as suas diferenças morfológicas?

-Como identificar os parâmetros observacionais mais relevantes?

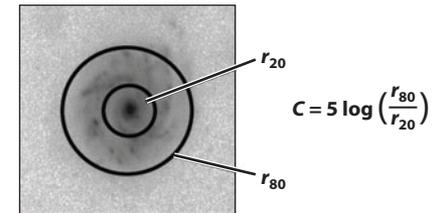
-Existem evidências de evolução entre as diversas classes morfológicas?

Diversas tentativas foram feitas para encaminhar propostas de discussão destas questões mas ainda não se pode dizer que exista um consenso. Recentemente Kormendy et al (2009, ApJS, 182, 216) avançaram alguns argumentos que podem lançar luz sobre estas questões. O ponto de partida consiste em discutir como as galáxias se distribuem no plano Magnitude Absoluta x Brilho superficial central. A luminosidade absoluta representa em última análise a massa total em estrelas que por sua vez é proporcional à massa total. Por sua vez o brilho superficial central mede o grau de concentração da densidade ocorrido durante o processo de formação. Baseado na distribuição dos objetos neste plano os autores argumentam que galáxias gigantes elípticas devem ser intrinsecamente distintas das galáxias elípticas normais. A concepção é que talvez as elípticas gigantes se formaram através do processo de fusão de outras galáxias. As galáxias espirais compartilham a mesma região das galáxias esferoidais e talvez essas últimas se originaram de galáxias espirais que perderam completamente o seu gás e não conseguem mais formar novas estrelas.

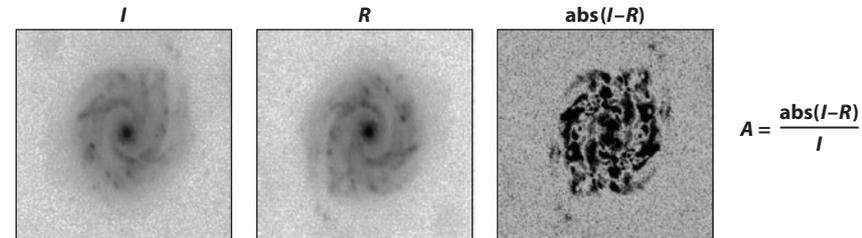


Recentemente Conselice (2014, ARAA, 52, 291) apresentou uma revisão indicando as tendências atuais sobre o tema da classificação morfológicas em galáxias observáveis até $z=6$. Dada a dificuldade de aplicar diretamente os conceitos da classificação de Hubble a um número muito grande de objetos a ideia consiste em adotar métodos não-paramétricos para quantificar estatisticamente a distribuição de brilho das galáxias. Os parâmetros mais promissores citados atualmente são:

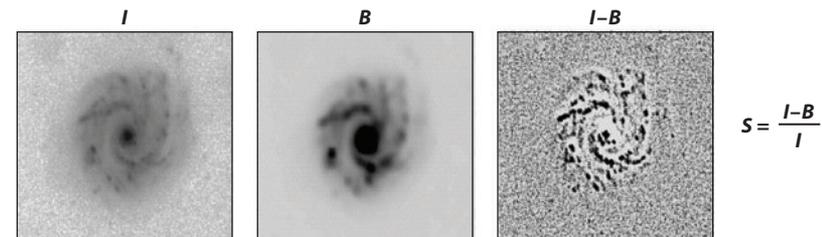
C- Concentração: medida pela distribuição dos raios de Pretrussian $\eta = I(r)/\langle i \rangle$ $\eta=20, 80$



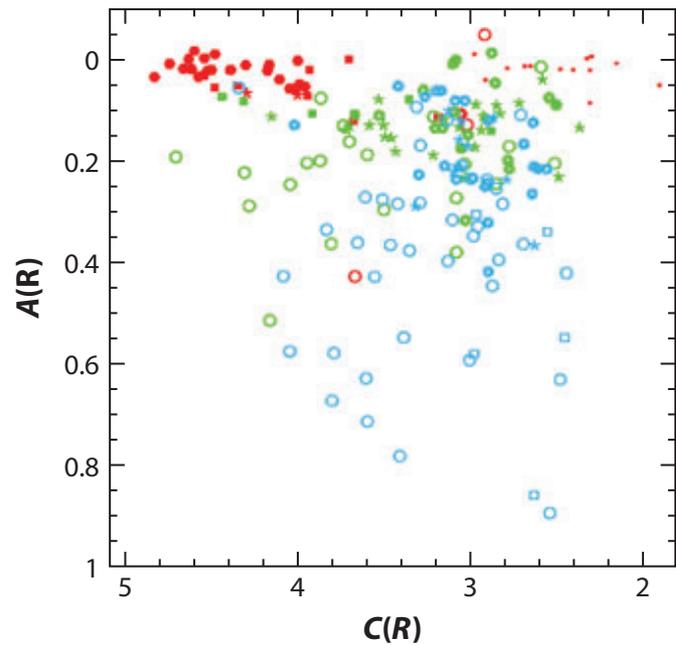
A- Assimetria: medida entre a diferença do valor absoluto entre a imagem observada (I) e a imagem rotacionada de 180° (R)



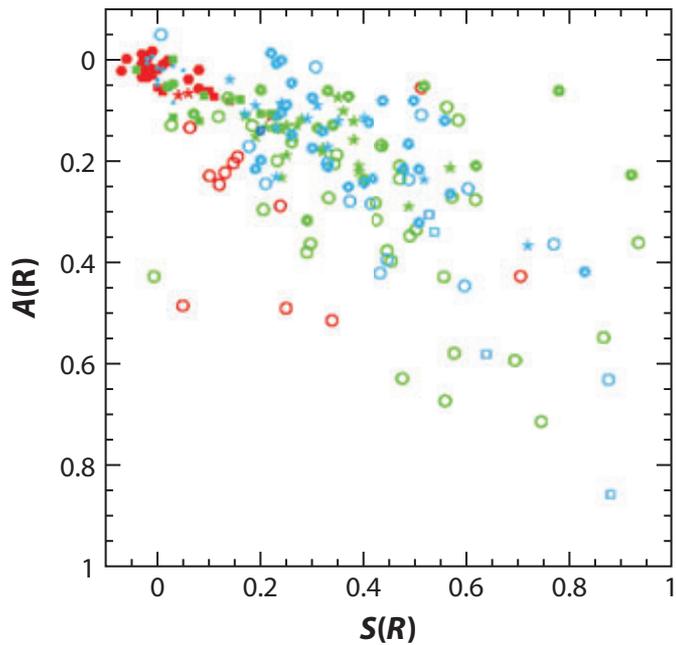
S- Granulação(Clumpiness): medida entre a diferença entre a imagem observada (I) e a imagem rotacionada de 180° (R)



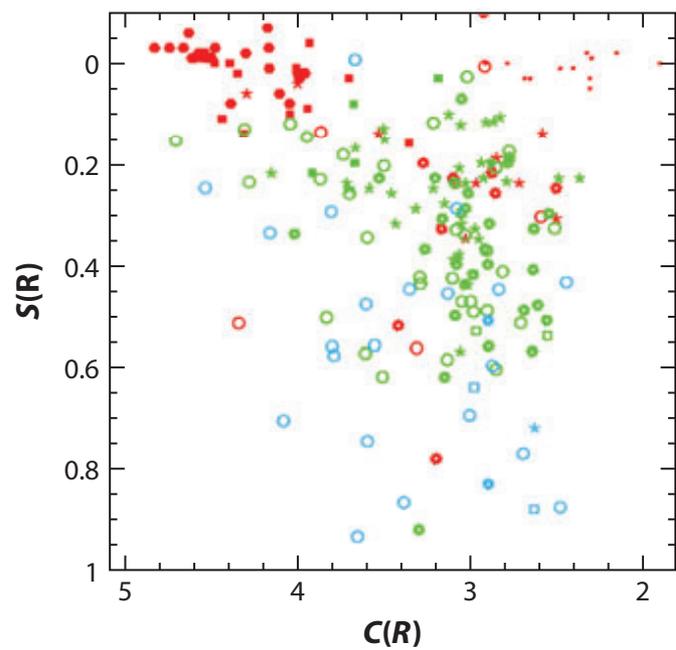
a $S < 0,1$ $0,1 < S < 0,35$ $S > 0,35$



b $C > 4$ $3 < C < 4$ $C < 3$



c $A < 0,1$ $0,1 < A < 0,35$ $A > 0,35$



- Giant ellipticals/S0s
- Early-type spirals
- * Late-type spirals
- ◆ Irregulars
- Dwarf ellipticals
- Starbursts
- ULIRGs



3.6 Evolução Fotométrica

Mesmo com as dúvidas que persistem atualmente é evidente que as galáxias se formaram da contração de nuvens primordiais de gás. A partir daí a formação estelar se iniciou determinando as suas características futuras. A descrição da evolução da população estelar de uma galáxia é um tema fundamental para entendermos as observações em altos redshift. No entanto no momento dispomos apenas de um modelo muito simplificado. Neste modelo a evolução fotométrica deve depender de duas funções básicas (i) a função inicial de massa (IMF) que determina o número relativo de estrelas que se formam em cada intervalo de massa; (ii) a taxa de formação estelar (dM_*/dt) que informa qual a quantidade total de massa convertida em estrelas por unidade de tempo. Na falta de um modelo baseado em princípios fundamentais a hipótese mais simples consiste em supor que a taxa de formação estelar segue uma relação ad hoc do tipo

$$dM_*/dt = M_g/\tau$$

onde M_g representa a massa da gás presente na galáxia em um dado momento. Se fizermos a suposição que a massa total se mantém constante ($M_T = M_* + M_g$) obtemos

$$dM_*/dt = (M_T - M_*)/\tau$$

sendo fácil mostrar que a solução desta equação é

$$M_* = M_T [1 - \exp(-t/\tau)]$$

O resultado final é que a taxa de formação estelar instantânea deve decrescer exponencialmente ao longo do tempo

$$dM_*/dt = M_*/\tau \exp(-t/\tau)$$

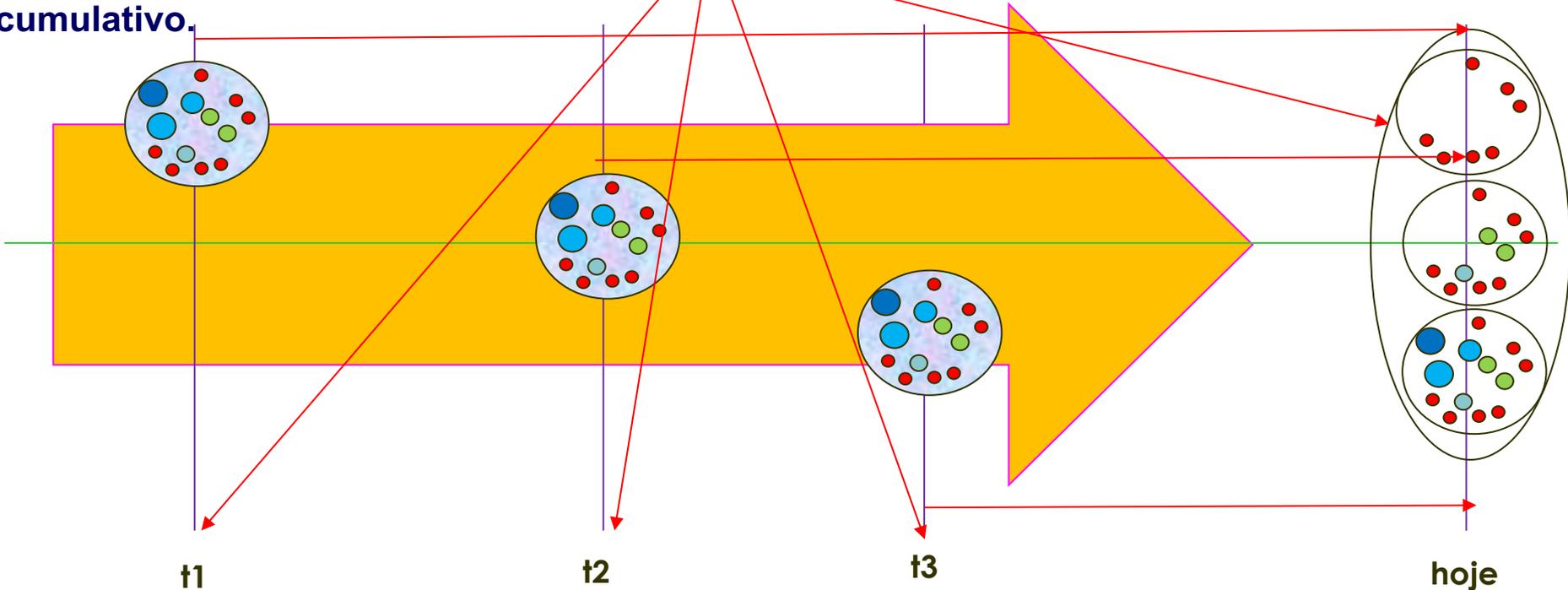
Podemos considerar que este resultado, extremamente simplista, é motivado pela concepção de que a taxa de formação estelar era certamente bem maior no passado quando a massa de gás era mais abundante. Neste caso o fator τ funciona como uma escala de tempo para consumo do gás para formar estrelas. Certamente sabemos que a evolução da taxa de formação de estrelas deve ser muito mais complexa do que esta expressão simplificada. Mas, ainda assim, esta expressão contém o ingrediente básico para uma primeira abordagem deste problema. Sabemos pela observação de objetos distantes que a taxa de formação estelar era certamente bem mais elevada no passado. Portanto a escala de tempo τ pode nos dar pistas de como ocorreu a diferenciação da população estelar das galáxias em função do tipo morfológico.

Partindo da suposição inicial formulada demonstre as relações acima. O que você considera como a maior fraqueza deste resultado?

Para a função inicial de massa, ou IMF, as observações dos aglomerados estelares galácticos, cujas estrelas surgiram praticamente ao mesmo tempo no passado recente da nossa Galáxia, indicam que a hipótese mais simples consiste em adotar uma distribuição em lei de potência

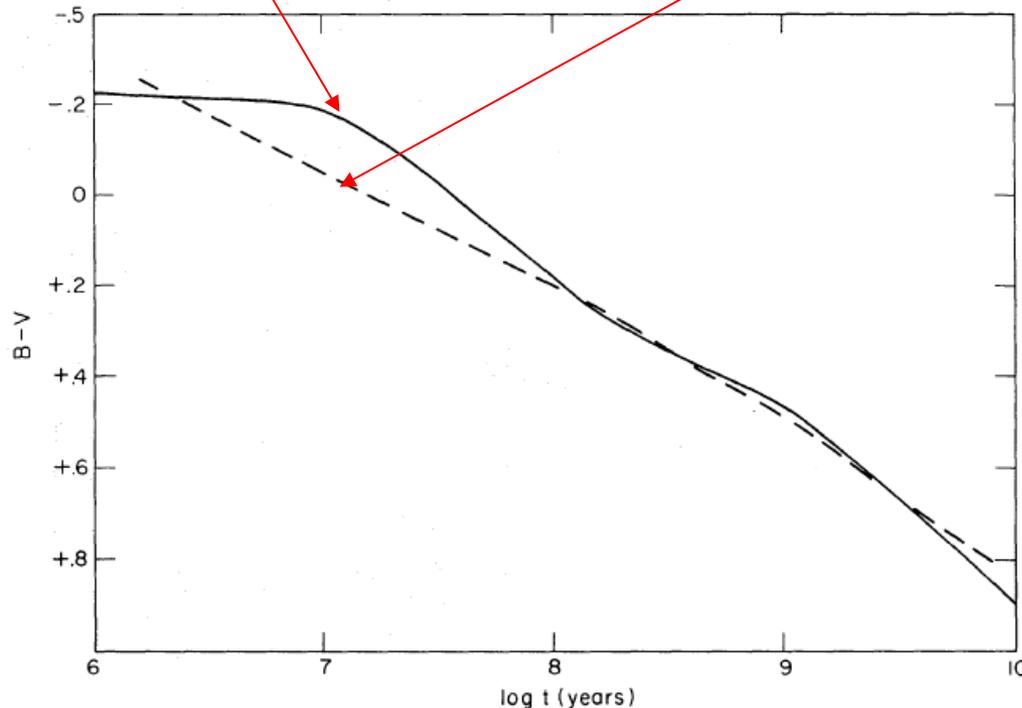
$$dN(m_*)/dm_* = -A m_*^{-\alpha}$$

sendo $2,1 < \alpha < 3,2$. O valor preferido por vários autores é $\alpha = 2,45$ que corresponde à chamada IMF de Salpeter e a taxa de formação estelar. A figura abaixo mostra como calcular a evolução das cores, devido ao envelhecimento da população estelar, de um aglomerado obedecendo a esta IMF de Salpeter ([1973, ApJ, 179, 427](#)). Para construir um modelo evolutivo basta calcular quantas estrelas se formaram em cada instante e no final verificar quais estrelas ainda sobrevivem hoje como resultado deste processo cumulativo.



Na figura abaixo temos um exemplo simples desse tipo de cálculo aplicado para estimar a cor de um único aglomerado formado no passado remoto da Galáxia. Cada ponto da curva contínua indica qual seria hoje o valor do índice de cor B-V. A curva tracejada mostra o índice de cor dos aglomerados globulares e abertos observados. Como se vê, apesar da simplicidade do modelo, é possível utilizá-lo com sucesso para explicar como deve ter ocorrido a evolução fotométrica desses objetos.

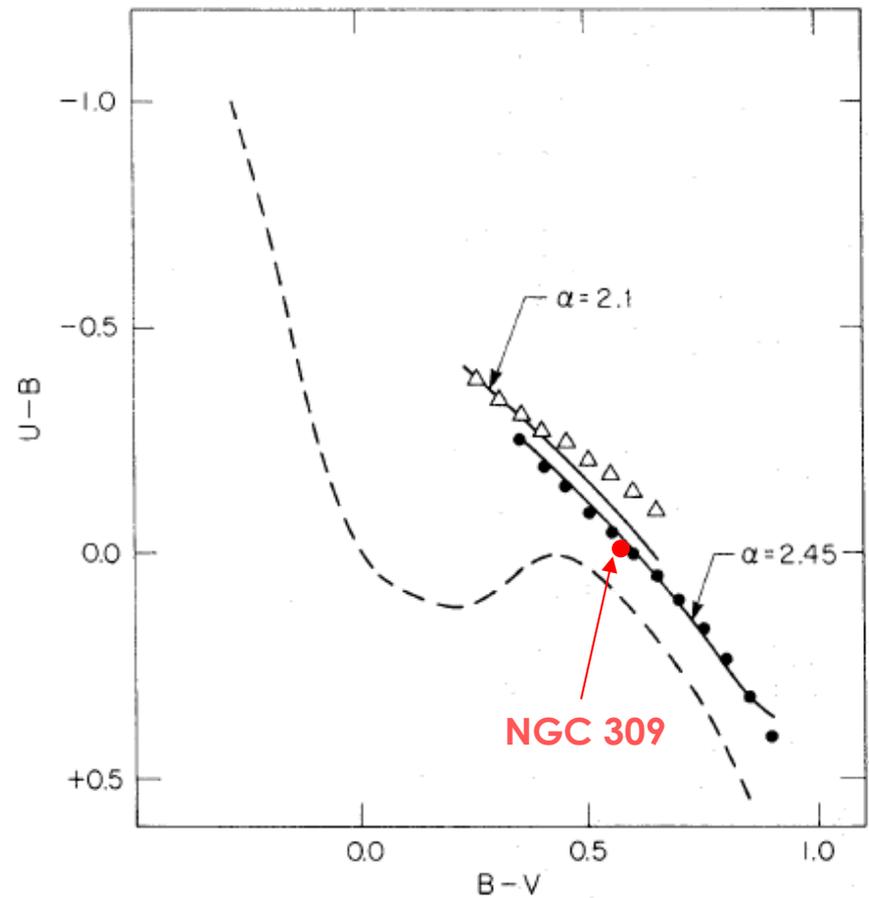
Para compor um modelo das galáxias basta diversas populações de aglomerados com diferentes idades e seguindo as indicações desenvolvidas anteriormente.



Compare esta previsão com os dados de alguns aglomerados globulares e abertos com idades conhecidas através do mapeamento da seqüência principal.

FIG. 1.—The integrated intrinsic $B - V$ color of star clusters as a function of age. *Solid line*, the computed relation from table 1 for the Salpeter case ($\alpha = 2.45$). *Dashed line*, the mean relation defined by observation of open star clusters taken from Sandage (1963).

Como visto antes uma galáxia, observada hoje, pode ser tratada como uma soma de vários aglomerados estelares formados em diferentes instantes no passado. A figura ao lado mostra o cálculo das cores de uma galáxia, com idade de 10^{10} anos utilizando as ideias acima (1973, ApJ, 179, 427). Os triângulos indicam a posição das galáxias Irregulares e os pontos as galáxias Sc. A linha tracejada indica a posição das estrelas na sequência principal com idade zero. A galáxia NGC 309 (Sc), por exemplo, tem $B-V=0,56$ e $U-B=-0,07$ e de acordo com estes modelos seria bem descrita por uma IMF de Salpeter e uma taxa de formação estelar com escala de tempo $\tau \sim 5 \times 10^9$ anos.

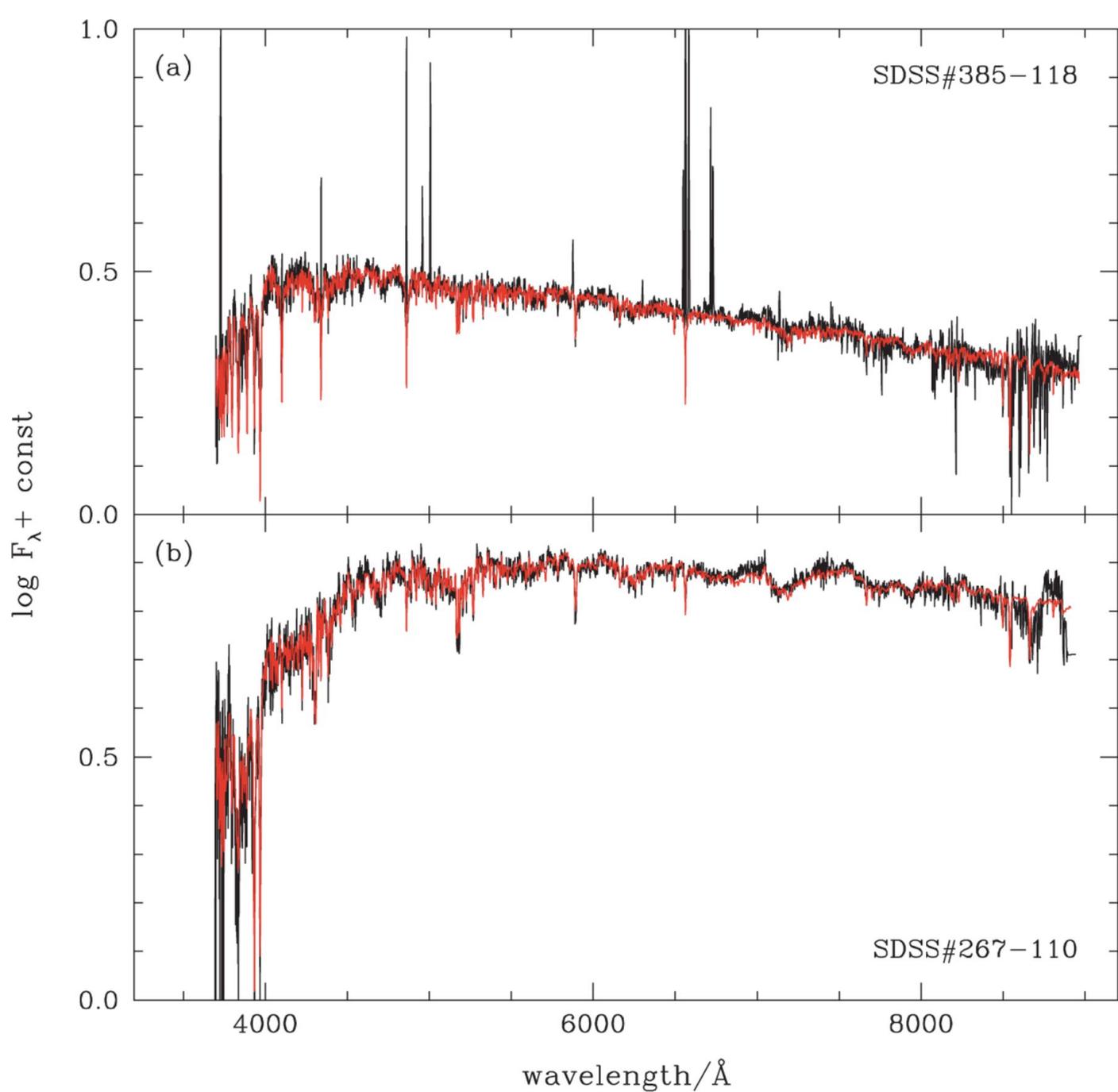


$$\beta = 1/\tau$$

THE PRESENT INTEGRATED COLORS OF GALAXIES 10^{10} YEARS OLD

β	$\alpha = 2.1$		$\alpha = 2.45$			$\alpha = 3.2$	
	$B - V$	$U - B$	$B - V$	$U - B$	R_B	$B - V$	$U - B$
0.....	0.23	-0.41	0.36	-0.24	1.0000	0.51	+0.06
1.....	0.31	-0.34	0.44	-0.17	0.8300	0.58	+0.12
2.....	0.41	-0.25	0.53	-0.08	0.6400	0.65	+0.18
3.....	0.53	-0.13	0.63	+0.03	0.4400	0.72	+0.24
4.....	0.65	+0.01	0.72	+0.14	0.2700	0.77	+0.28
5.....	0.74	+0.17	0.78	+0.23	0.1400	0.80	+0.31
6.....	0.80	+0.25	0.82	+0.28	0.0680	0.83	+0.33
7.....	0.83	+0.29	0.85	+0.32	0.0320	0.84	+0.33
8.....	0.85	+0.32	0.86	+0.33	0.0150	0.84	+0.34
9.....	0.86	+0.34	0.87	+0.34	0.0064	0.85	+0.34
10.....	0.87	+0.36	0.88	+0.35	0.0025	0.85	+0.35

Atualmente, mesmo considerando as deficiências teóricas, o cálculo dos modelos de síntese evolutiva está muito mais avançado sendo possível compará-los diretamente as observações espectroscópicas das galáxias como podemos verificar em Bruzual e Charlot (2003, MNRAS, 344, 1000). Vários desses códigos estão disponíveis e podem ser utilizados como uma ferramenta auxiliar para facilitar a interpretação dos dados observacionais.



3.9 Evolução Química

Uma consequência natural da evolução fotométrica discutida na seção anterior é que quanto maior a atividade de formação estelar tanto mais importante será a população de estrelas massivas que evoluem rapidamente ejetando metais no meio interestelar através das supernovas. Portanto maior será a abundância química nesses objetos. O tratamento exato deste problema deve levar em consideração a proporção das estrelas mais massivas, nascidas no passado, e que em um dado momento estão terminando a sua evolução, e portanto retornando uma determinada quantidade de metais ao meio interestelar. No entanto, uma aproximação muito útil deste problema foi concebida por Schmidt ([1963, ApJ, 137, 758](#)) e se tornou conhecida como a hipótese de reciclagem instantânea. As estrelas mais massivas e maiores responsáveis pelo enriquecimento do meio interestelar evoluem tão mais rapidamente que a idade média das galáxias que podemos considerar o retorno de metais como sendo instantâneo.

Massa(M/M_{\odot})	Log(L/L_{\odot})	Teff (10^3 K)	Sp	t(10^6 anos)
120	6.2	53		3.9
60	5.7	48		4.0
40	5.4	44	O5	5.0
20	4.6	35	O8	9.0
12	4.0	28	B0.5	18.0
5	2.8	17	B4	10^2
1	-0.16	5.64	G5	10^4

Vamos supor que $Z=M_z/M_g$ represente a fração de metais presentes no meio interestelar em um certo momento. Na aproximação de reciclagem instantânea uma parte dos metais estão sendo consumidos pelo processo de formação de novas estrelas (ZdM_*/dt). Ao mesmo tempo as estrelas massivas retornam ao meio interestelar uma proporção de metais ($p dM_*/dt$) sendo p uma quantidade conhecida como fator de doação de metais (yield). Portanto deve ser aproximadamente válida a relação

$$d(M_z)/dt=d(Z M_g)/dt \approx -Z dM_*/dt + p dM_*/dt$$

Ademais vamos imaginar ainda que a massa total da galáxia seja conservada de tal forma que em qualquer instante $M_g + M_* = M = \text{Cte}$. Esta condição nos permite estabelecer que

$$dM_*/dt = -dM_g/dt$$

Nestas condições podemos simplificar a equação de enriquecimento químico de tal forma que $d(Z M_g)/dt = Z dM_g/dt + M_g dZ/dt$ ou ainda,

$$M_g dZ/dt = -p dM_g/dt$$

que pode ser facilmente integrada na forma

$$Z(t) - Z(0) = -p [\ln M_g(t) - \ln M_g(0)]$$

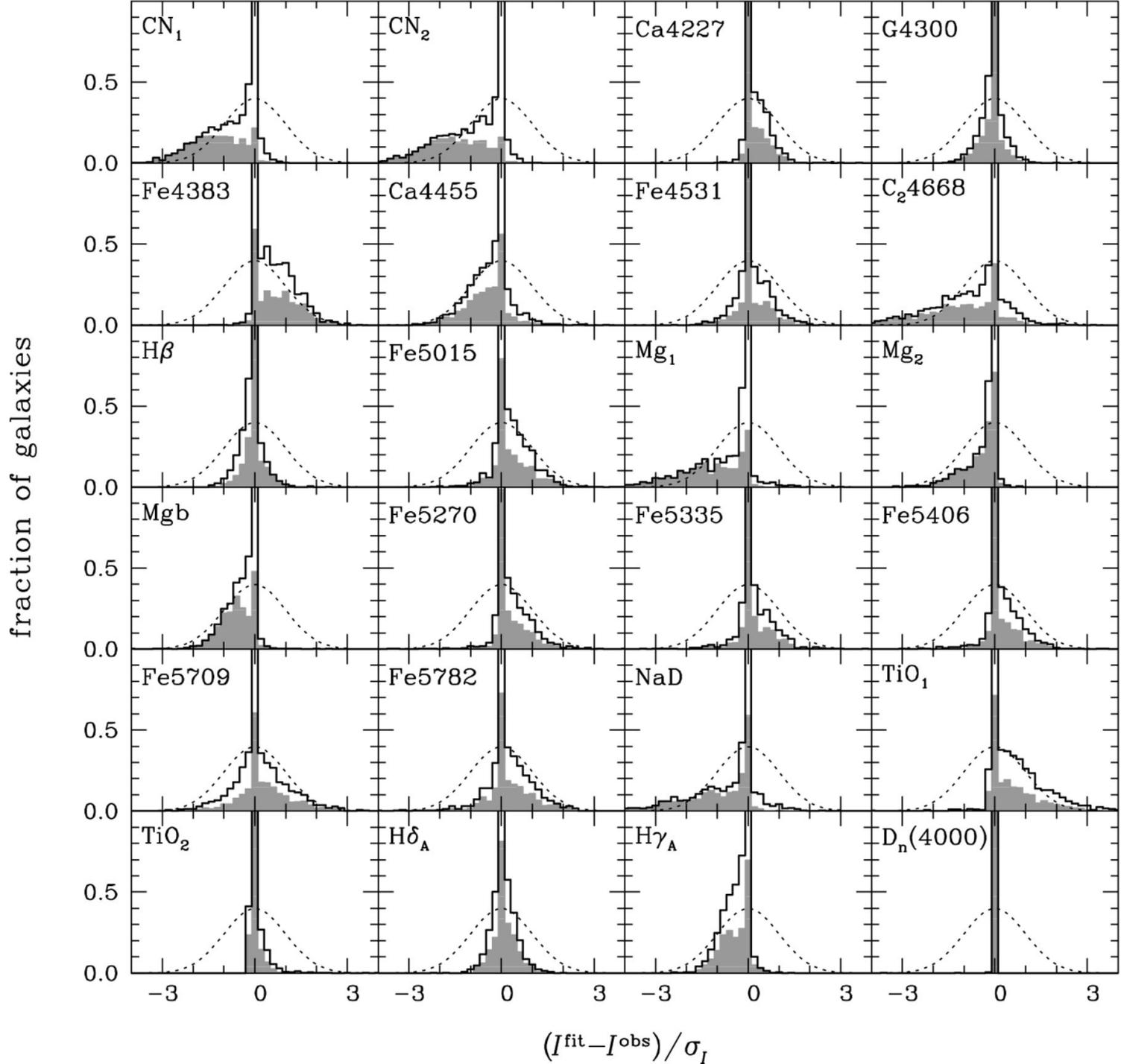
Quando as galáxias se formaram acredita-se que o gás não deveria ter metais e portanto $Z(0)=0$. Por outro lado a massa de gás no início do colapso deve ser igual à massa total que observamos hoje ($M_g(0)=M$). Portanto, considerando que a fração de gás é definida por $f = M_g/M$, temos como resultado final que

$$Z(t) = -p \ln f$$

No caso da vizinhança solar sabemos que a densidade projetada de massa em estrelas no plano do disco é da ordem de $44,6 M_\odot/\text{pc}^2$ enquanto que a densidade de gás é cerca de $5,3 M_\odot/\text{pc}^2$. Portanto a fração de gás no disco local é $f \approx 0,12$. Por outro lado a abundância química média do meio interestelar é aproximadamente igual à abundância solar $Z_\odot \approx 0,02$. Aplicando-se o resultado acima concluímos que, apesar das conhecidas limitações deste modelo, o fator de doação de metais na vizinhança solar deve ser da ordem de $p \approx 0,0094$.

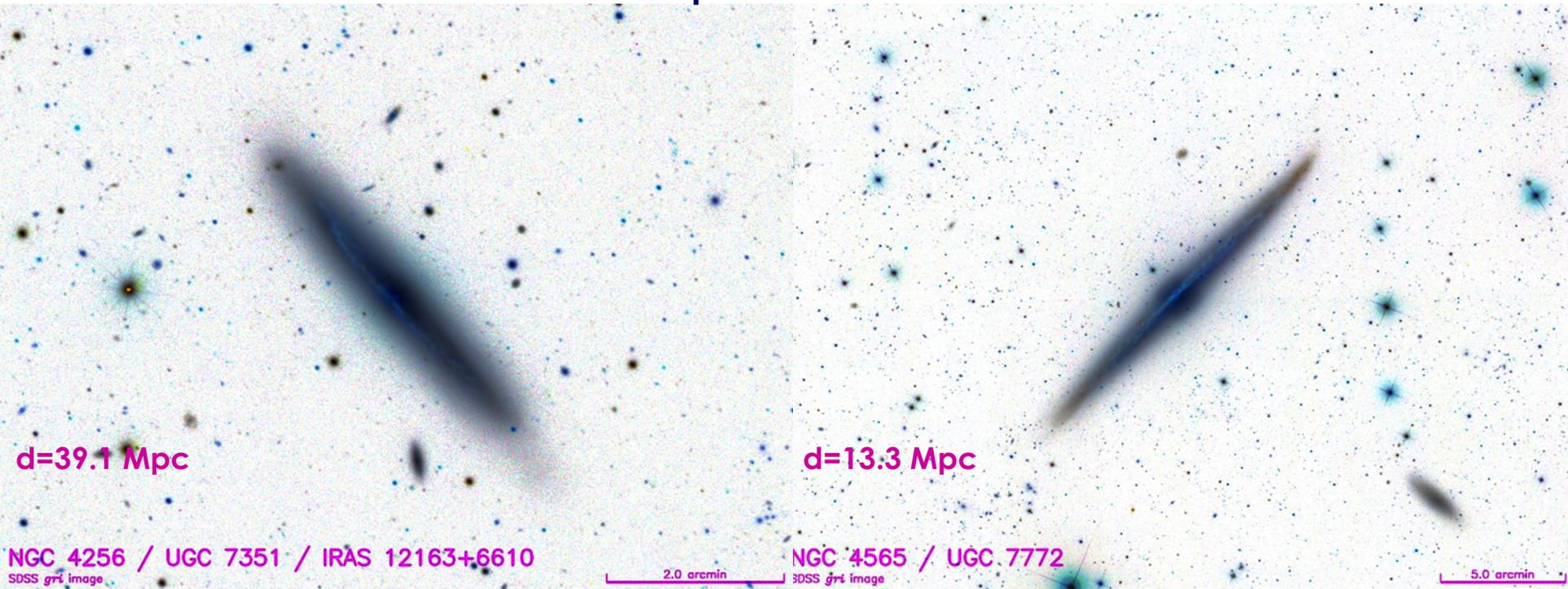
Portanto, supondo que o fator de doação de metais não seja muito distinto em outras regiões, devemos esperar que em uma galáxia onde a fração média de gás seja muito elevada, $f \sim 0,5$, deve ter um meio interestelar relativamente pobre em metais com $Z \approx 0,69p \approx 0,0065 \approx 0,32 Z_\odot$. Ao contrário uma galáxia que sofreu uma intensa formação estelar no passado e que hoje tem uma fração de gás muito reduzida, $f \sim 0,02$, deveria ter uma abundância química maior em seu meio interestelar $Z \approx 3,91p \approx 0,037 \approx 1,8Z_\odot$.

Utilizando os modelos mais modernos (Bruzual, Charlot, 2003, MNRAS, 344, 1000) podemos fazer uma comparação simultânea de várias linhas espectrais e estimar a abundância química em grandes amostras de galáxias. No exemplo ao lado foram 2010 galáxias da base de dados SDSS.



3.8 Problemas

1. Estime a dimensão, a escala de alturas e a elipticidade intrínseca aproximada dos discos das galáxias abaixo. A partir de qual inclinação é possível adotar a hipótese de disco fino com um erro menor que 10% na razão axial?



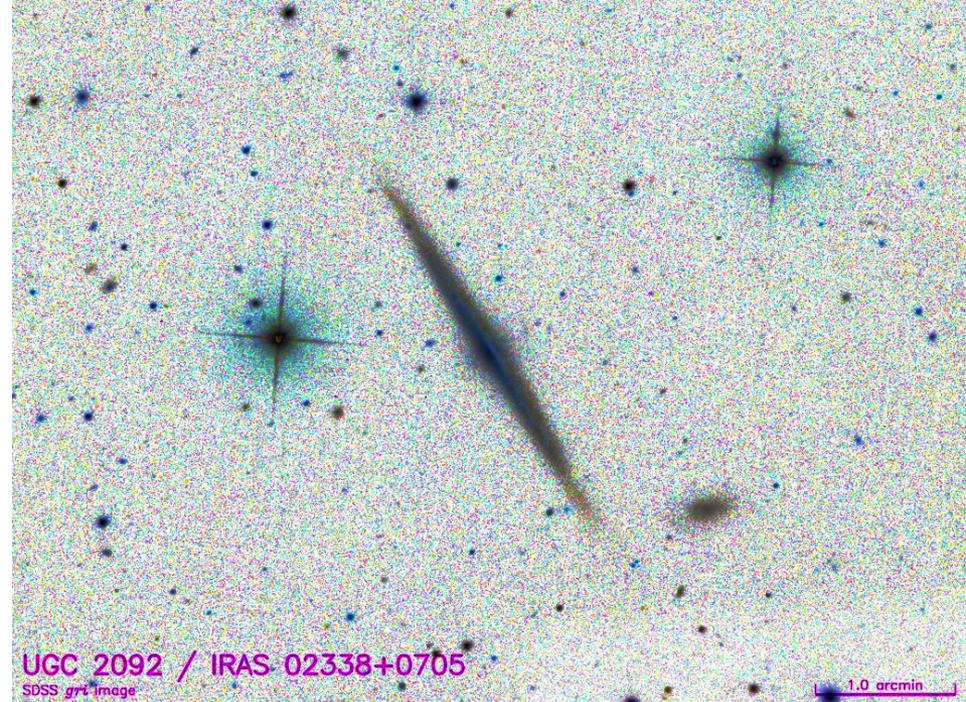
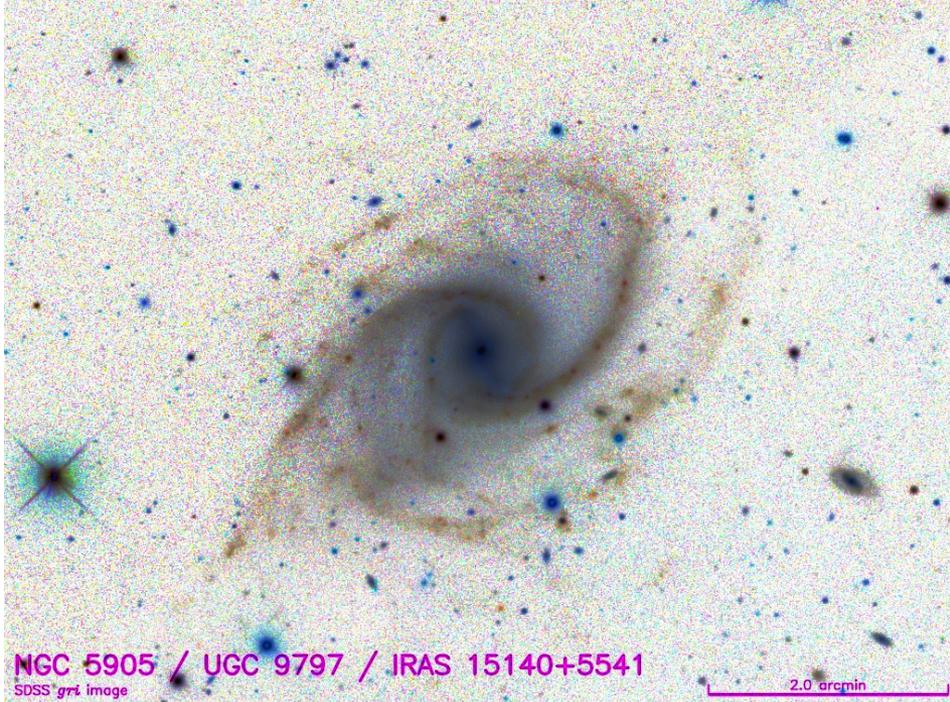
2. Se considerarmos o ângulo de inclinação, i , como uma variável aleatória qual deveria ser a proporção de galáxias espirais com $b/a > 0.9$?

3. Estime a dimensão, a escala de alturas e a elipticidade intrínseca aproximada dos discos das galáxias abaixo. A partir de qual inclinação é possível adotar a hipótese de disco fino com um erro menor que 10% na razão axial? (Repetido)
4. Mostre, utilizando a lei de Hubble com $H_0=70$ km/s/Mpc, que no Universo local a magnitude aparente de uma galáxia de magnitude absoluta M e redshift z é

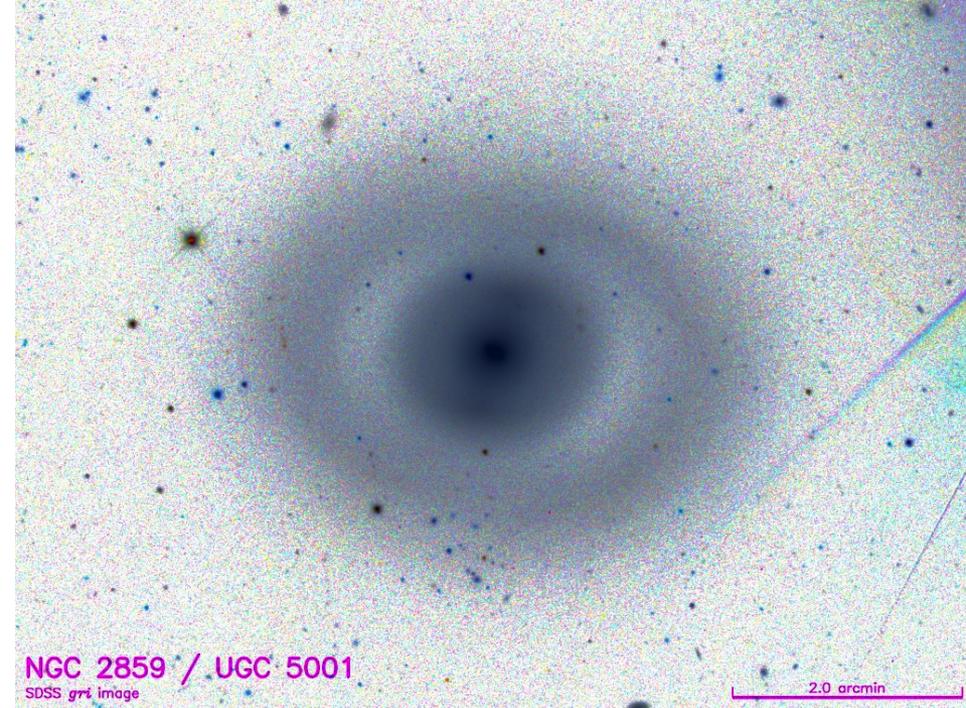
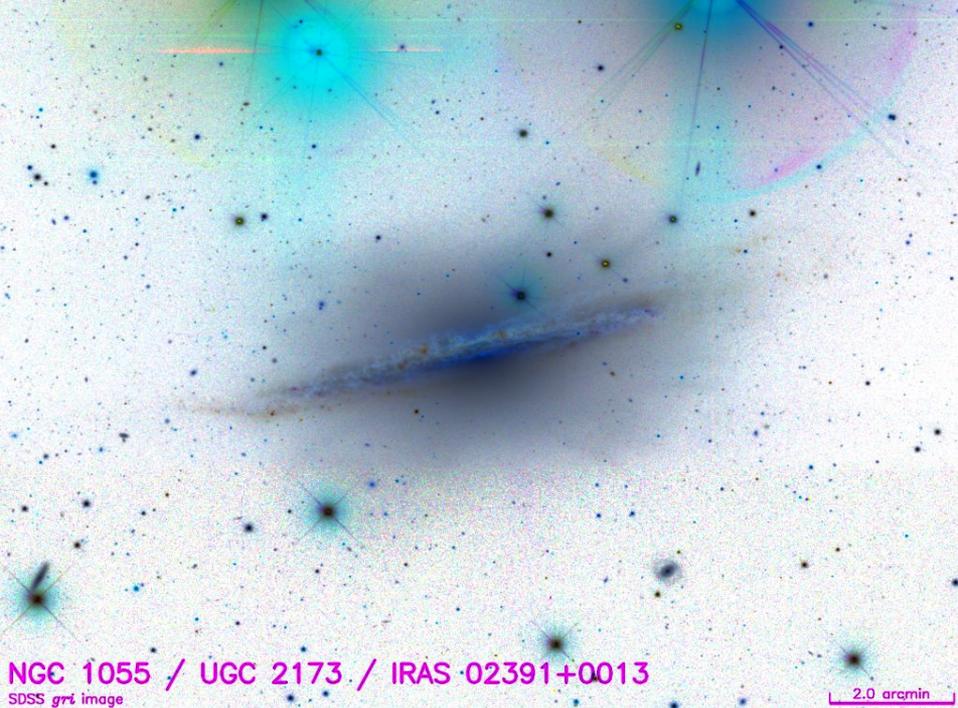
$$m \approx M + 5 \text{ Log } z + A + 43.16$$

A galáxia NGC 3079 tem um redshift $z=0,003039$, magnitude aparente $m_B=10,24$ e a absorção interestelar galáctica na sua direção é $A_B=0,050$. Qual deve ser a sua magnitude absoluta?

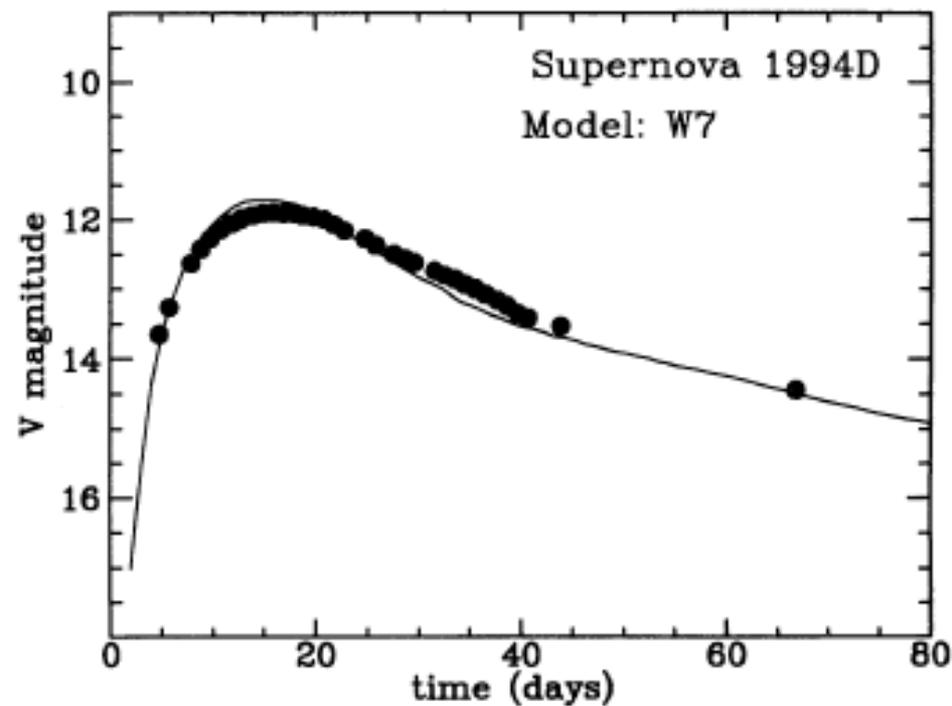
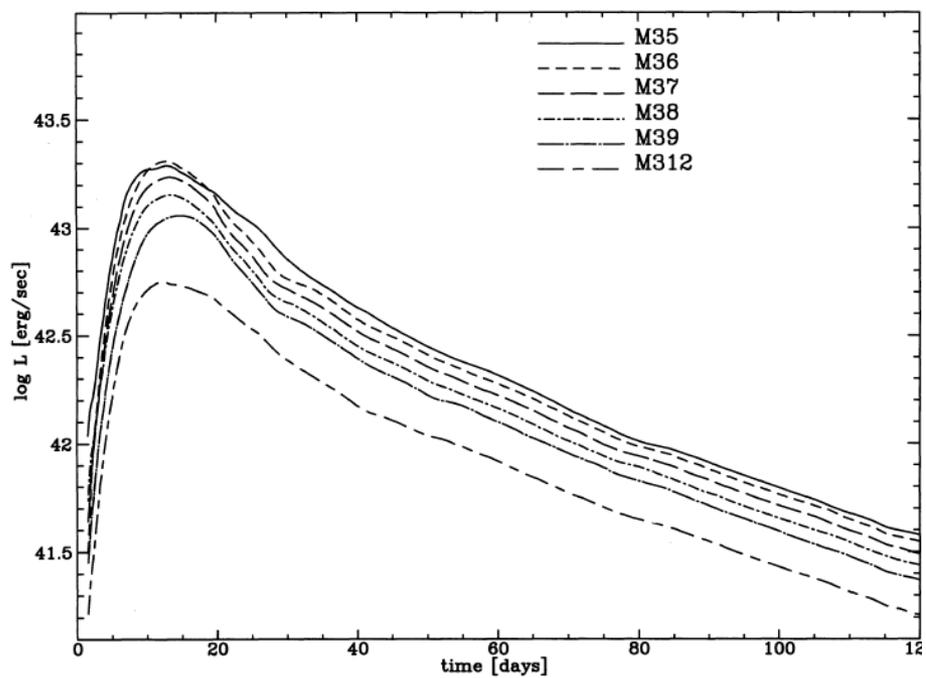
5. Estudos da função de luminosidade das galáxias indicam que a densidade de luminosidade na universo local na banda B é cerca de $\rho_L(B) \sim 2 \times 10^8 h L_\odot/\text{Mpc}^3$. Sabendo que razão massa-luminosidade média do material estelar nas galáxias é aproximadamente $M/L \sim 5,0 M_\odot/L_\odot$ estime a densidade de bárions no Universo.
6. Utilizando a IMF de Salpeter compare a taxa de formação estelar em $t=0$ para uma galáxia irregular ($B-V \sim 0,5$) e uma galáxia elíptica ($B-V \sim 0,9$). Qual seria esta mesma relação hoje após 10^{10} anos?
7. Considere que o disco das galáxias espirais seja descrito por um elipsoide oblato. Mostre que necessariamente a razão axial aparente deve ser maior ou igual à razão axial real ($q \geq \xi$). Qual é o significado físico desta propriedade?
8. Alguns objetos como NGC 5905 apresentam a nítida presença de um anel interno onde termina a barra e se originam os braços espirais. Observe que neste objetos em particular o anel interno apresenta uma geometria aparente próxima da circular. Contudo o disco externo é alongado como indicam os braços espirais. Que hipóteses você formularia para explicar a geometria intrínseca do disco e do anel interno?



9. Observe a estrutura da galáxia UGC 2092. É um dos objetos conhecidos mais próximos da visão de perfil. A sua distância medida através da relação Tully-Fisher é da ordem de 84,9 Mpc. Estime as escalas de altura e dimensão radial do disco deste objeto. A magnitude aparente deste objeto é $B=15,11$ e a absorção interestelar na direção deste objeto é $A_B=0,492$. Como se comparam estes valores com a estrutura do disco da nossa Galáxia?
10. NGC 1055 é um objeto relativamente próximo, 16,63 Mpc, em que podemos argumentar com relativa segurança que o disco é visto praticamente de perfil. Porque? Observe que ao contrário de várias galáxias espirais este objeto tem bojo muito proeminente. Estime as dimensões do disco e do bojo deste objeto. Qual é a proporção entre eles? Que hipóteses poderiam ser suscitadas para explicar a presença de uma componente bojo tão importante?



11. A galáxia NGC 2859 é classificada como SB0. Que argumentos você utilizaria para apoiar, ou não, esta classificação? Supondo que o achatamento observado na região externa seja devido ao disco você acha sustentável afirmar que o anel de poeira visto na imagem é aproximadamente circular?
12. Qual a porcentagem da luminosidade total que é detectada em uma dimensão equivalente a duas vezes o raio efetivo de uma galáxia elíptica? E em uma galáxia espiral? A partir desta informação qual conclusão podemos inferir sobre o comportamento do perfil de brilho das elípticas e espirais?
13. A partir da curva de crescimento da luminosidade estime quais são as aberturas contendo 20% e 80% da luminosidade total de elípticas e espirais em função do raio efetivo. Qual deve ser o índice de concentração destas duas classes de objetos? Porque este índice é ineficiente para identificar o subtipo das espirais?



14. Estime a magnitude absoluta da via Láctea utilizando a relação de Tully Fisher.
15. Os dois gráficos acima mostram a análise da curva de luz da supernova 1994D em NGC 4526 (ApJ, 443, 89). Segundo os autores no modelo 37 a luminosidade bolométrica deveria ser $\text{Log } L_{\text{bol}}=43,24$ e a magnitude absoluta estimada no máximo $M_V=-19,26$. A partir da curva de luz graficada no lado direito da figura acima estime a distância desta galáxia.
16. A galáxia M101 apresenta uma velocidade de recessão $V=241$ km/s. Estime o seu redshift e a distância baseando-se apenas na constante de Hubble. A distância estimada a partir das Cefeidas é igual a 6,925 Mpc. Qual é a origem da discrepância entre estas duas estimativas? Qual deve ser a velocidade peculiar deste objetos em relação ao fluxo de Hubble?

14. Estime a magnitude absoluta da via Láctea utilizando a relação de Tully Fisher.
15. Os dois gráficos acima mostram a análise da curva de luz da supernova 1994D em NGC 4526 (ApJ, 443, 89). Segundo os autores no modelo 37 a luminosidade bolométrica deveria ser $\text{Log } L_{\text{bol}}=43,24$ e a magnitude absoluta estimada no máximo $M_V=-19,26$. A partir da curva de luz graficada no lado direito da figura acima estime a distância desta galáxia.
16. A galáxia M101 apresenta uma velocidade de recessão $V=241$ km/s. Estime o seu redshift e a distância baseando-se apenas na constante de Hubble. A distância estimada a partir das Cefeídas é igual a 6,925 Mpc. Qual é a origem da discrepância entre estas duas estimativas? Qual deve ser a velocidade peculiar deste objetos em relação ao fluxo de Hubble?
17. Você acha que é viável imaginar um cenário simplista em que todas as galáxias elípticas sejam descritas por um único tipo de elipsoide oblato com razão axial intrínseca $\xi=0,4$? Cite duas razões que inviabilizam este modelo.