

Compreendendo o Universo através das galáxias

Marcio A.G. Maia



Observatório
Nacional



DES-Brazil
Dark Energy Survey



61ª Reunião Anual da SBPC
12 a 17 de julho de 2009
Amazônia Ciência e Cultura
Universidade Federal do Amazonas, UFAM | Manaus, AM

REALIZAÇÃO



Capítulo 3

Alguns conceitos.

Propriedades estruturais de galáxias.

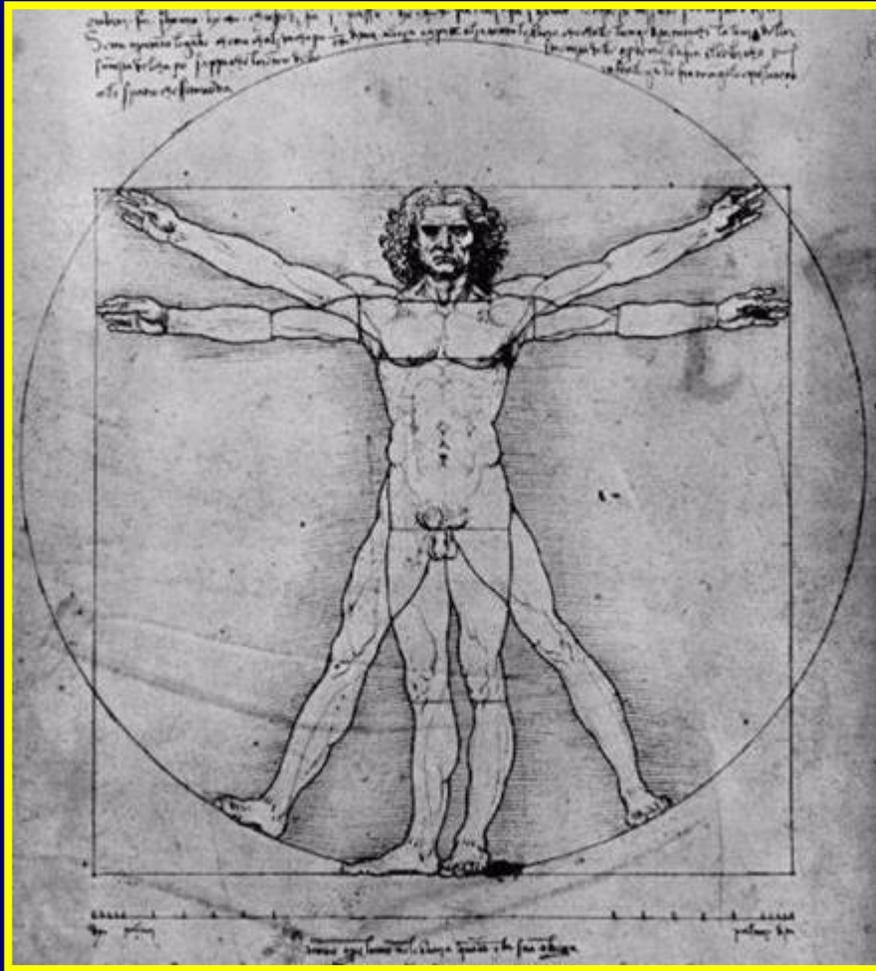
Relações empíricas entre parâmetros estruturais de galáxias.

Estimadores de distâncias.

Tamanhos de alguns objetos cósmicos.

Aglomerados de galáxias.

Se Leonardo da Vinci estivesse vivo ...



... estaria estudando as propriedades estruturais das galáxias.

É importante compreender os principais parâmetros físicos que definem a estrutura de uma galáxia, como sua **Massa**, **Luminosidade** e **Dimensão** características.

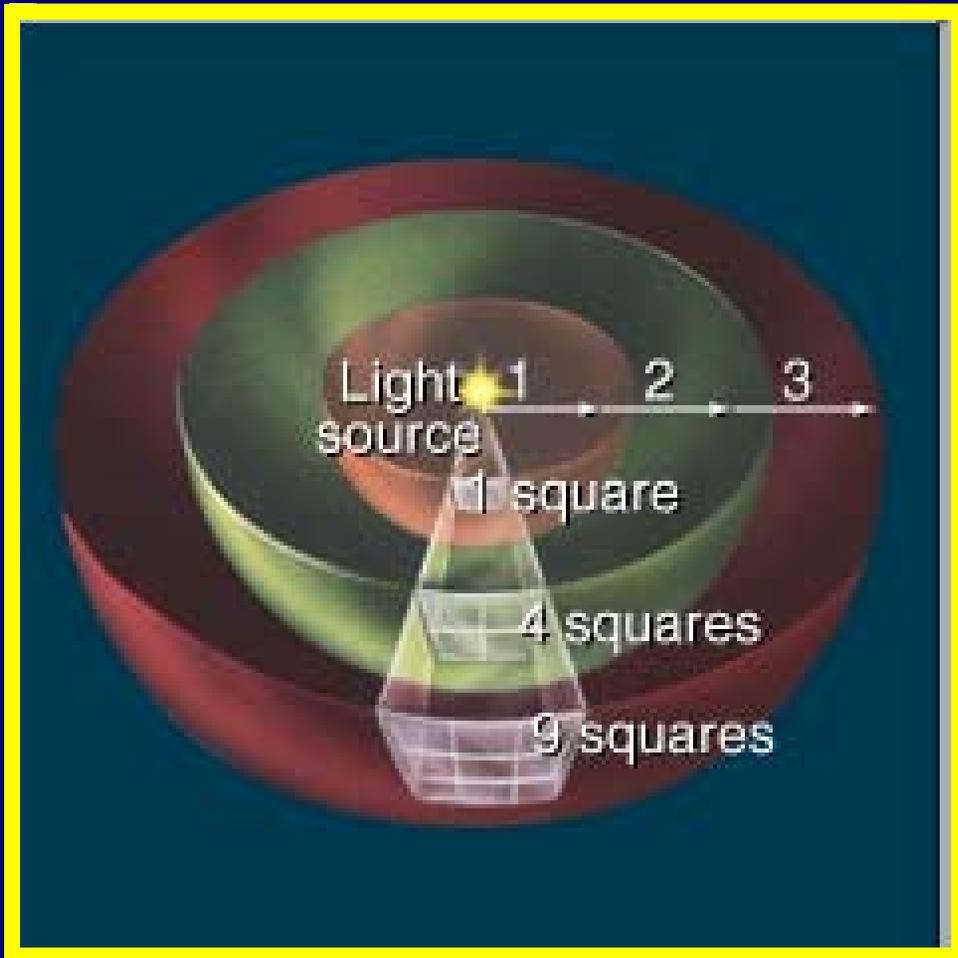
É possível o estabelecimento de algumas relações entre estes observáveis pelo motivo de possuírem um comportamento característico para uma dada classe destes objetos (tipo morfológico).

A determinação destes parâmetros auxilia no estudo da formação e evolução das galáxias.

Veremos também, que algumas destas relações podem ser usadas como "régua" para determinação de distâncias das galáxias, de uma forma independente do fluxo de Hubble (redshift).

Lei do inverso do quadrado da distância

O fluxo de radiação detectável, depende do inverso do quadrado da distância da fonte emissora.



$$F = \frac{L}{4\pi r^2} \Rightarrow F \propto 1/r^2$$

Diluição do Brilho com a Distância

Medida da magnitude aparente, m :

$$m = -2,5 \log(F) + \text{const.}$$

Para uma estrela de luminosidade constante, L , situada a uma distância d :

$$m = -2,5 \log(L/4\pi d^2) + \text{const.}$$

$$= -2,5[\log(L) - \log(4\pi) - 2\log(d)] + \text{const.}$$

$$= 5\log(d) + \text{const.}$$

Neste caso, a diferença $\Delta m = m_1 - m_0$ devida a uma diferença de distâncias d_1 e d_0 é:

$$\Delta m = 5 [\log(d_1) - \log(d_0)] = 5 \log(d_1/d_0)$$

Diluição do Brilho com a Distância

Gradação de magnitudes $\Delta m = 5 \log(d_1/d_0)$
para estrela de luminosidade constante, situada
a diferentes distâncias

$$\Delta m/5 = \log(d_1/d_0)$$

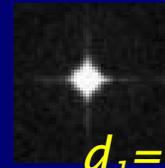
$$(d_1/d_0) = 10^{\Delta m/5}$$



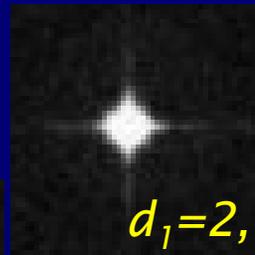
$d_1 = 10d_0$
 $m = m_0 + 5$



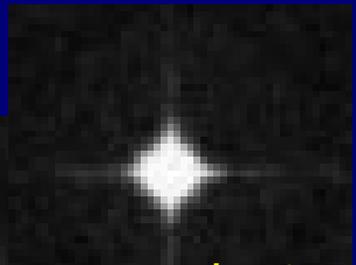
$d_1 = 6,31d_0$
 $m = m_0 + 4$



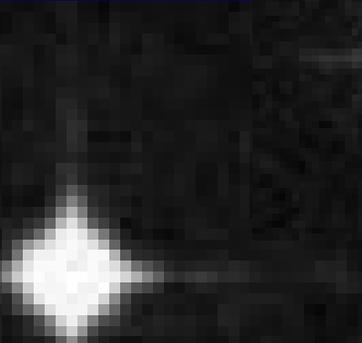
$d_1 = 3.98d_0$
 $m = m_0 + 3$



$d_1 = 2,51d_0$
 $m = m_0 + 2$



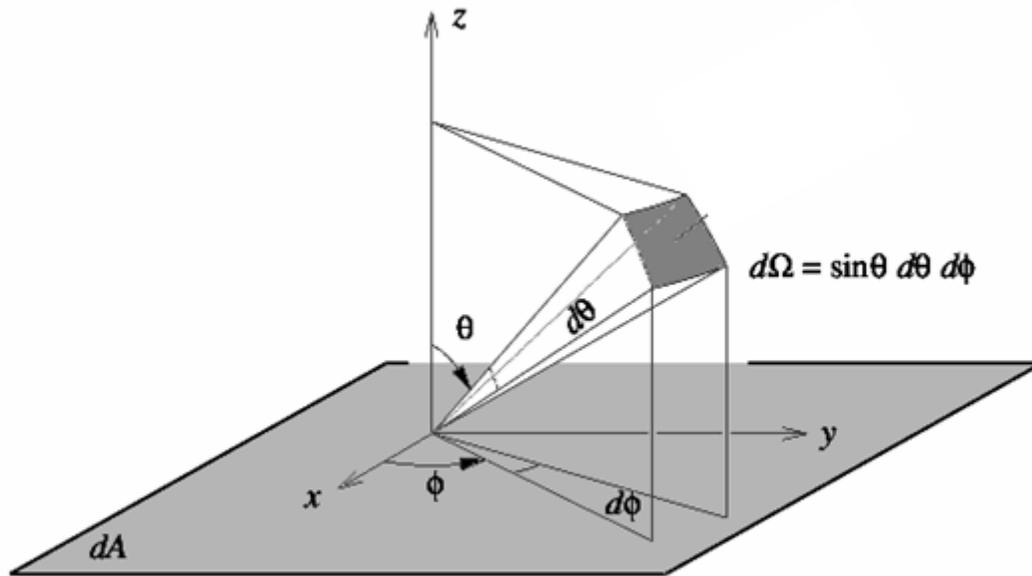
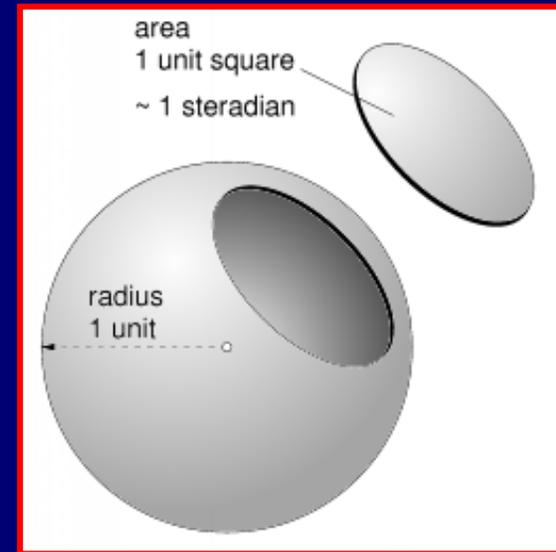
$d_1 = 1.58d_0$
 $m = m_0 + 1$



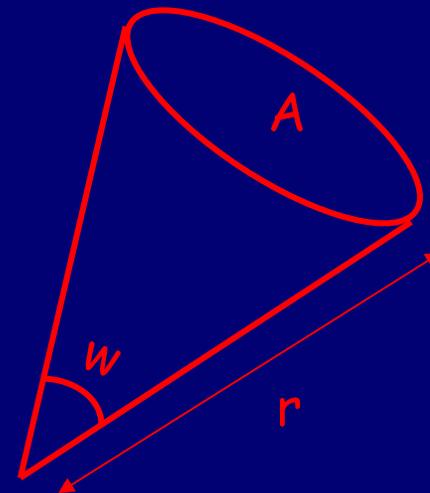
$dist = d_0$
 $m = m_0$

Ângulo sólido

Ângulo sólido é definido como uma dada área da superfície de uma esfera dividida pelo quadrado de seu raio. A unidade é esferorradiano. O ângulo sólido subtendido por uma esfera é de 4π esferorradianos.



$$W = A/r^2$$



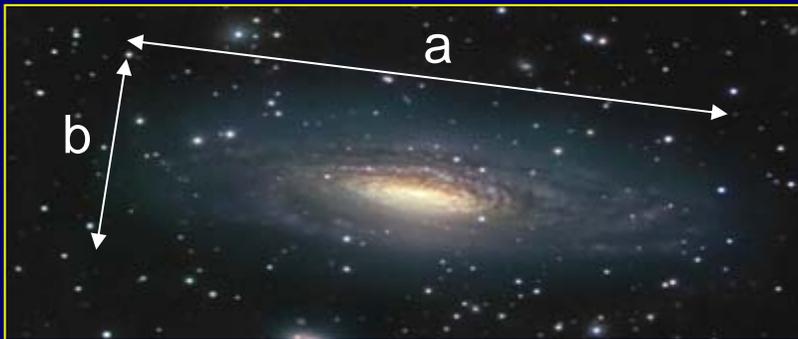
Inclinação de uma galáxia (válido só para espirais)



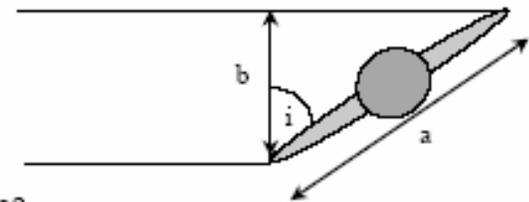
Vista de face (face-on)
Inclinação $i=0^\circ$



Vista de perfil (edge-on)
Inclinação $i=90^\circ$



Inclinação $\rightarrow \cos i = \frac{b}{a}$



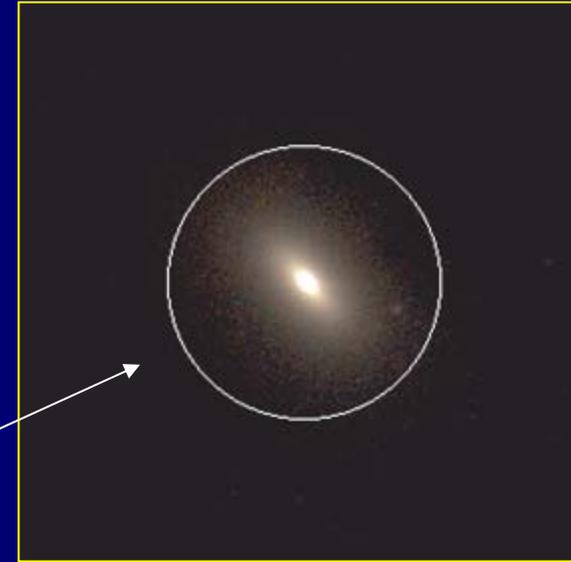
- $a=b, i=0^\circ$
- $b=0, i=90^\circ$

Começando a tirar medidas ...

Brilho Superficial - μ

O Fluxo de uma galáxia é o seu brilho integrado, nos dando uma idéia de sua composição estelar. Normalmente é medido em uma banda (ex: U, B, V, R). Estrelas jovens, são quentes e galáxias contendo estas, irão apresentar um fluxo maior na banda B do que outras sem estas estrelas.

Medida da luz emitida por uma galáxia dentro de uma determinada "abertura".



Brilho Superficial - μ - é definido como a densidade de fluxo por unidade de ângulo sólido. Para objetos extensos, esta medida pode ser feita "ponto-a-ponto" sobre o objeto, permitindo quantificar a luminosidade das diversas estruturas, como as encontradas em algumas galáxias. Uma importante propriedade do brilho superficial, é a de sua independência com a distância da fonte extensa. Isto se explica pelo fato de o fluxo e o ângulo sólido dependerem do inverso do quadrado da distância. Estes efeitos se cancelam mutuamente.

Começando a tirar medidas ...

Brilho Superficial (cont.)

Brilho superficial é normalmente expresso em $\text{mag}/\text{arcsec}^2$, sendo parametrizado pela equação abaixo:

$$\mu = -2.5 \log(L / \text{área}) + cte$$

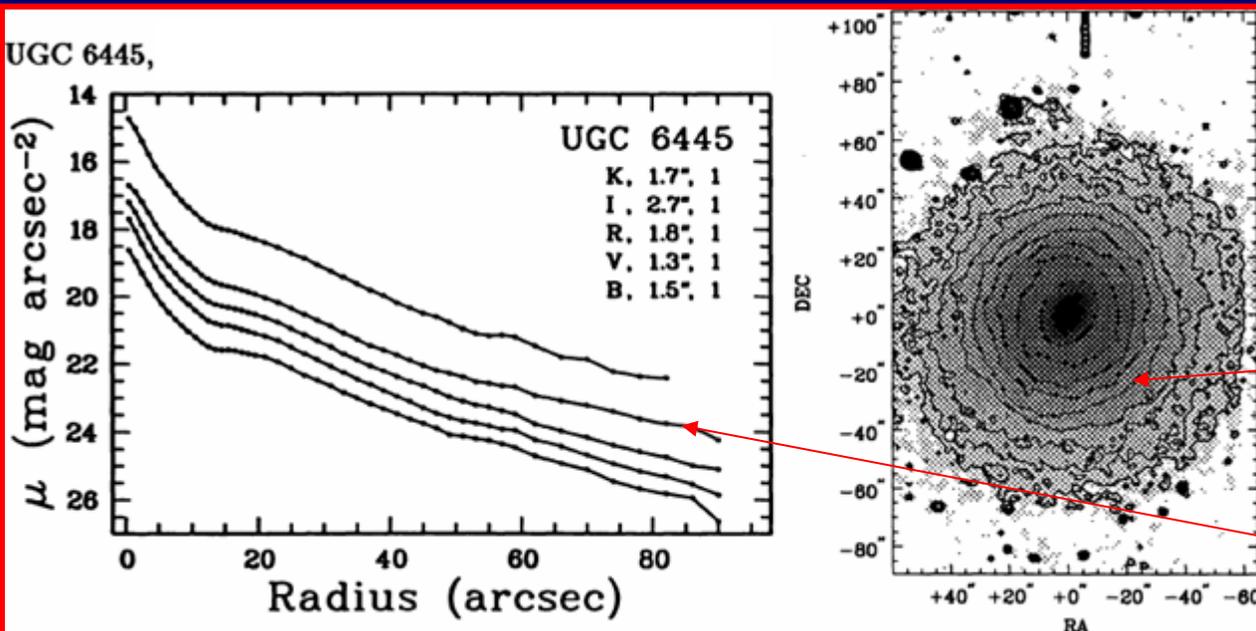
A constante vai depender das unidades usadas para a luminosidade.

Através da medida de brilho superficial de uma galáxia, podemos determinar a dependência da luminosidade como uma função do raio - *Perfil de Luminosidade*. A forma deste perfil, pode revelar detalhes da sua estrutura, cinemática interna e de como foi formada.

A fig. ao lado mostra a distribuição de brilho superficial de uma galáxia como função do raio.

Isofota = contorno de igual intensidade de luz

Um ponto do perfil é resultado da média dos brilhos naquele raio. ¹¹



Distribuição de brilho superficial de galáxias

Para elípticas e bojos de espirais (perfil de de Vaucouleurs) :

$$\mu(r) = \mu_e + 8.3268 \left[\left(\frac{r}{r_e} \right)^{1/4} - 1 \right] \quad (\text{mag arcsec}^{-2})$$

onde μ_e é o brilho superficial medido em r_e (raio efetivo).

Para os discos de galáxias espirais (lei de Freeman) :

$$\mu(r) = \mu_0 + 1.09 \left(\frac{r}{h_r} \right) \quad (\text{mag arcsec}^{-2})$$

onde, h_r é a escala de altura característica do disco ao longo do plano da galáxia, e μ_0 o brilho superficial central.

Removendo a contribuição do bojo, o brilho superficial central fica distribuído em um restrito intervalo. Isto sugere uma mesma razão entre a matéria escura e luminosa entre as espirais.

Sc ou earlier ---> $\mu_0 = 21.52 \pm 0.39$ (Banda B, 4400Å)

Sd ou later ---> $\mu_0 = 22.61 \pm 0.47$

Perfis radiais para algumas galáxias

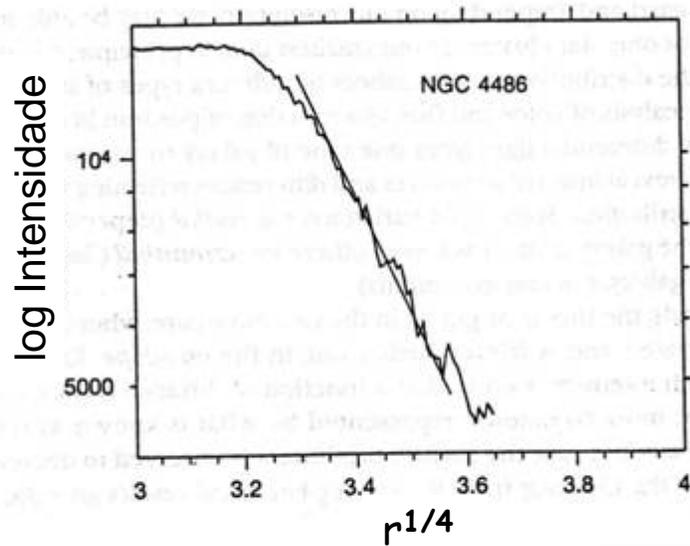


FIGURE 5.1 Surface brightness as a function of $r^{1/4}$ for the **elliptical galaxy** NGC 4486, compared with an $r^{1/4}$ profile (straight line).

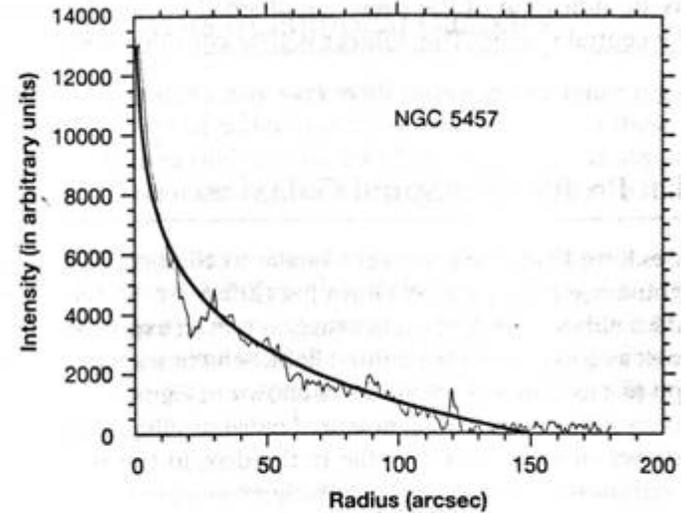


FIGURE 5.7 Radial profile for the **spiral galaxy** NGC 5457, with a solid curve showing an exponential light profile for comparison.

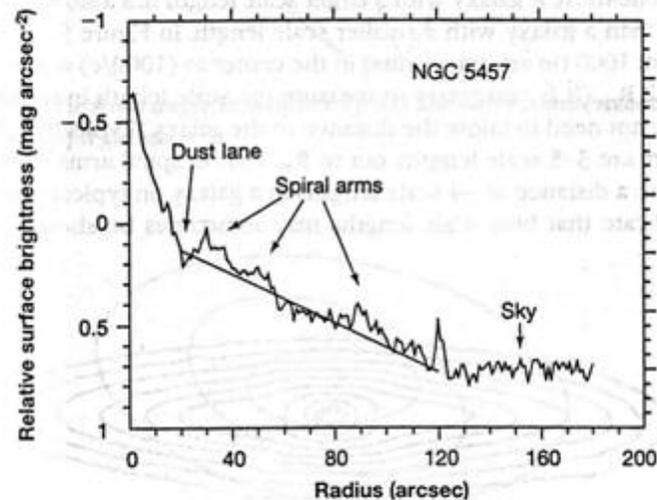


FIGURE 5.8 Logarithmic plot of the radial profile of NGC 5457, compared with the straight line from theory.

Perfis de brilho de galáxia elíptica

A distribuição de brilho azimutal (i.e., a um dado raio) pode revelar alguns detalhes interessantes sobre como estes objetos formam-se ou evoluem. No que concerne ao suporte da galáxia, a simetria em duas dimensões revela dominância de movimento de rotação, enquanto eixos diferentes implica em dispersões de velocidades anisotrópicas.

O perfil de uma galáxia elíptica pode ser descrito como contornos elípticos concêntricos de igual intensidade de brilho (figura abaixo).

A intensidade destas isofotas pode ser descrita pela equação:

$$I = I_0 + A_n \text{sen}(n\theta) + B_n \text{cos}(n\theta)$$

Θ --> ângulo de posição (*PA*) do eixo maior.

A e *B* --> coeficientes cujos valores de $n > 1$ representam as amplitudes dos desvios de elipses perfeitas.

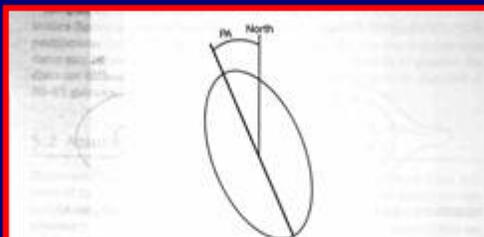


FIGURE 5.4 Position angle is measured from the north counterclockwise to the major axis of a galaxy.

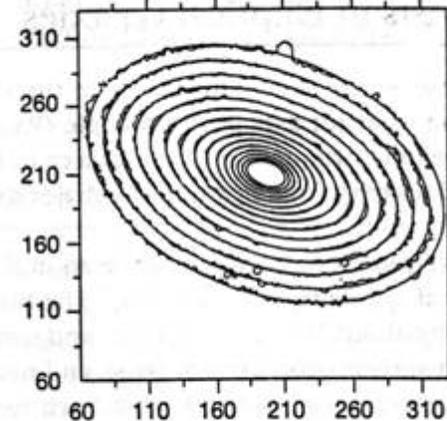
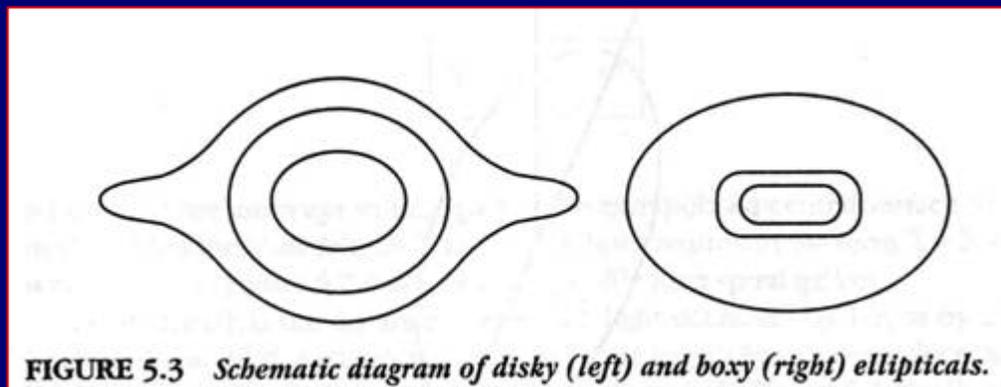
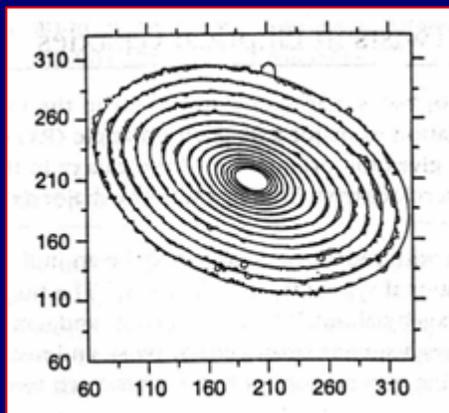


FIGURE 5.2 Contours of the elliptical galaxy NGC 4697, with smooth ellipses. (From models, Carter 1987.)

Perfis Disky e Boxy

A morfologia da distribuição de brilho pode ser: axialmente simétrica, boxy ou diskly. Exemplos destes casos são apresentados nas figuras abaixo.



$$I = I_0 + A_n \sin(n\theta) + B_n \cos(n\theta)$$

A_4 e B_4 correspondem aos coeficientes dos termos harmônicos de 4ª ordem, e podem indicar se a galáxia é boxy (amplitude negativa), ou diskly (amplitude positiva).

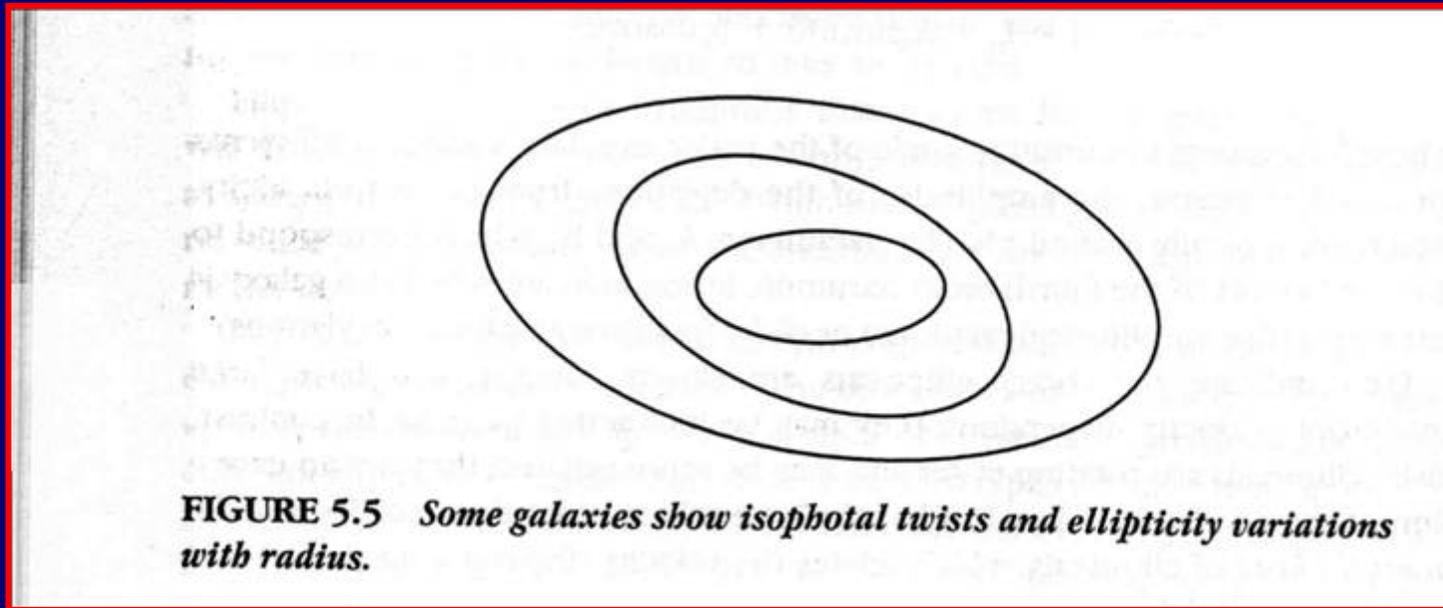
Fisicamente, o significado é o seguinte:

Boxy ---> rotores lentos, com grandes dispersões de velocidades anisotrópicas (provavelmente sistemas com algum grau de interação).

Disky ---> rotores rápidos (mais isoladas).

Torção Isofotal

Torção isofotal é a variação do *PA* da isofota com o raio, que pode ser um indicativo de triaxialidade (sem nenhum eixo de rotação). Este efeito pode ser interpretado também como o resultado da presença de pequenas barras, ou de bojos sem simetria axial.



Continuando a tirar medidas ...

Raio Efetivo - r_e

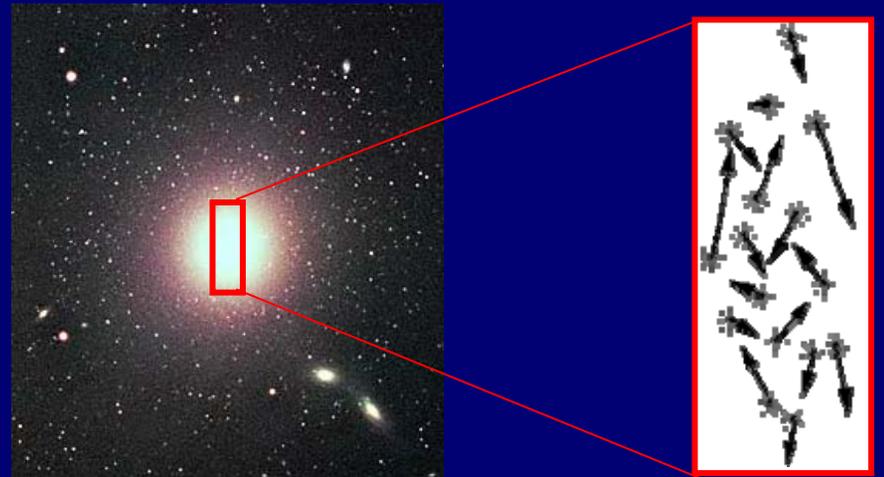
Raio Efetivo - r_e - raio contendo metade da luz do objeto. Um parâmetro relacionado com r_e é o nível do brilho superficial medido neste raio, chamado de μ_e .

Continuando a tirar medidas ...

Dispersão de Velocidades - σ

Dispersão de Velocidades - σ - É a medida do movimento aleatório das estrelas dentro de uma galáxia. Esta medida só tem sentido para as elípticas e os bojos das espirais.

Figura ilustrativa dos movimentos aleatórios das estrelas (dispersão de velocidades) em uma galáxia elíptica. Na prática, só podemos medir a componente dos movimento aleatório das estrelas, ao longo da linha de visada.

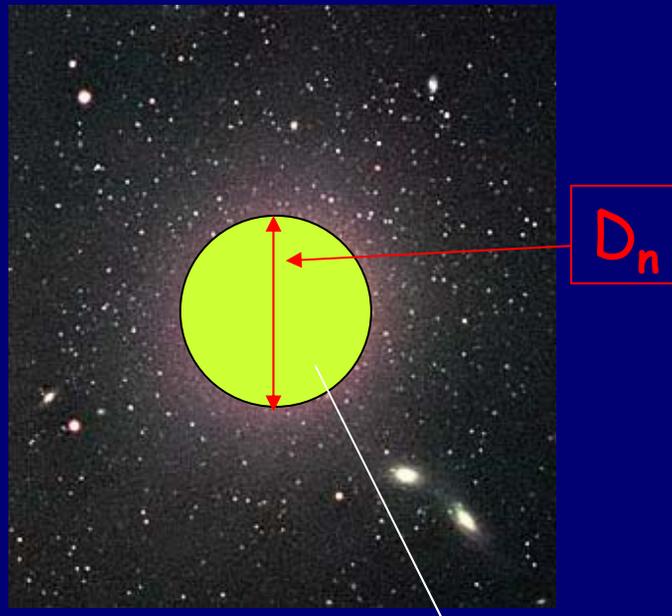


Continuando a tirar medidas ...

Diâmetro característico - D_n

Diâmetro Característico - D_n - É o diâmetro de uma galáxia elíptica dentro do qual o brilho superficial médio (Σ), calculado dentro de uma abertura circular, na banda B , é de $20.75 \text{ mag/arcsec}^2$.

Figura representando como é efetuada a medida do D_n



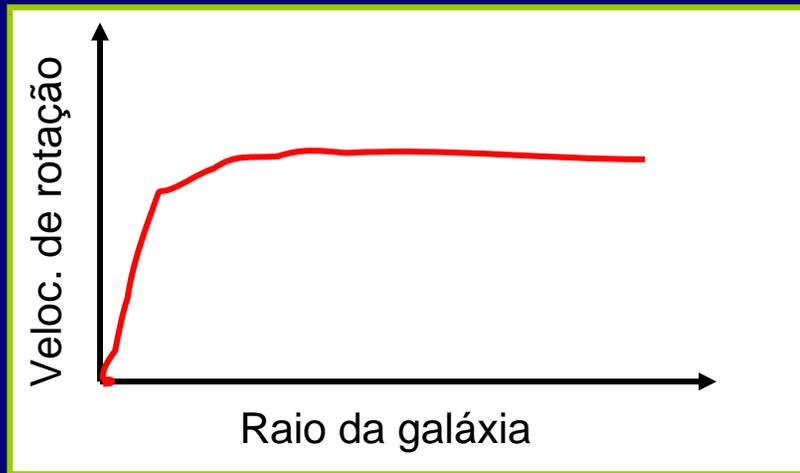
$$\Sigma = 20.75 \text{ mag/arcsec}^2$$

Continuando a tirar medidas ...

Velocidade Máxima de Rotação - V_{max}

Velocidade Máxima de Rotação - V_{max} - É uma estimativa da velocidade máxima de rotação de uma galáxia espiral, expressa em km/s.

Lembrando sobre a curva de rotação de uma galáxia espiral, que descreve a velocidade de rotação como uma função do raio da galáxia.



$$\frac{v^2}{r} = \frac{GM(r)}{r^2} \quad \Rightarrow \quad M(r) = \frac{v^2 r}{G}$$

A curva de rotação reflete a massa contida dentro do raio no qual a velocidade é medida. O fato dela se manter aproximadamente constante para grandes raios, é um indício da existência de matéria escura, pois a luminosidade da galáxia (quantidade de estrelas) tende a diminuir a medida que se vai para sua borda.

Curva de rotação
para NGC 3198

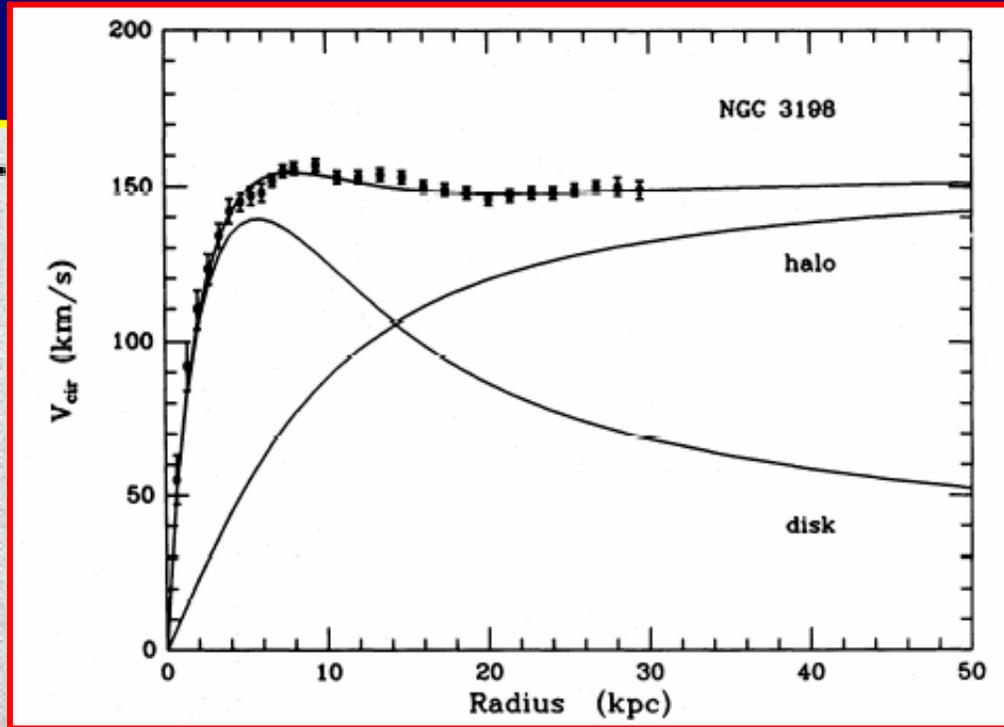
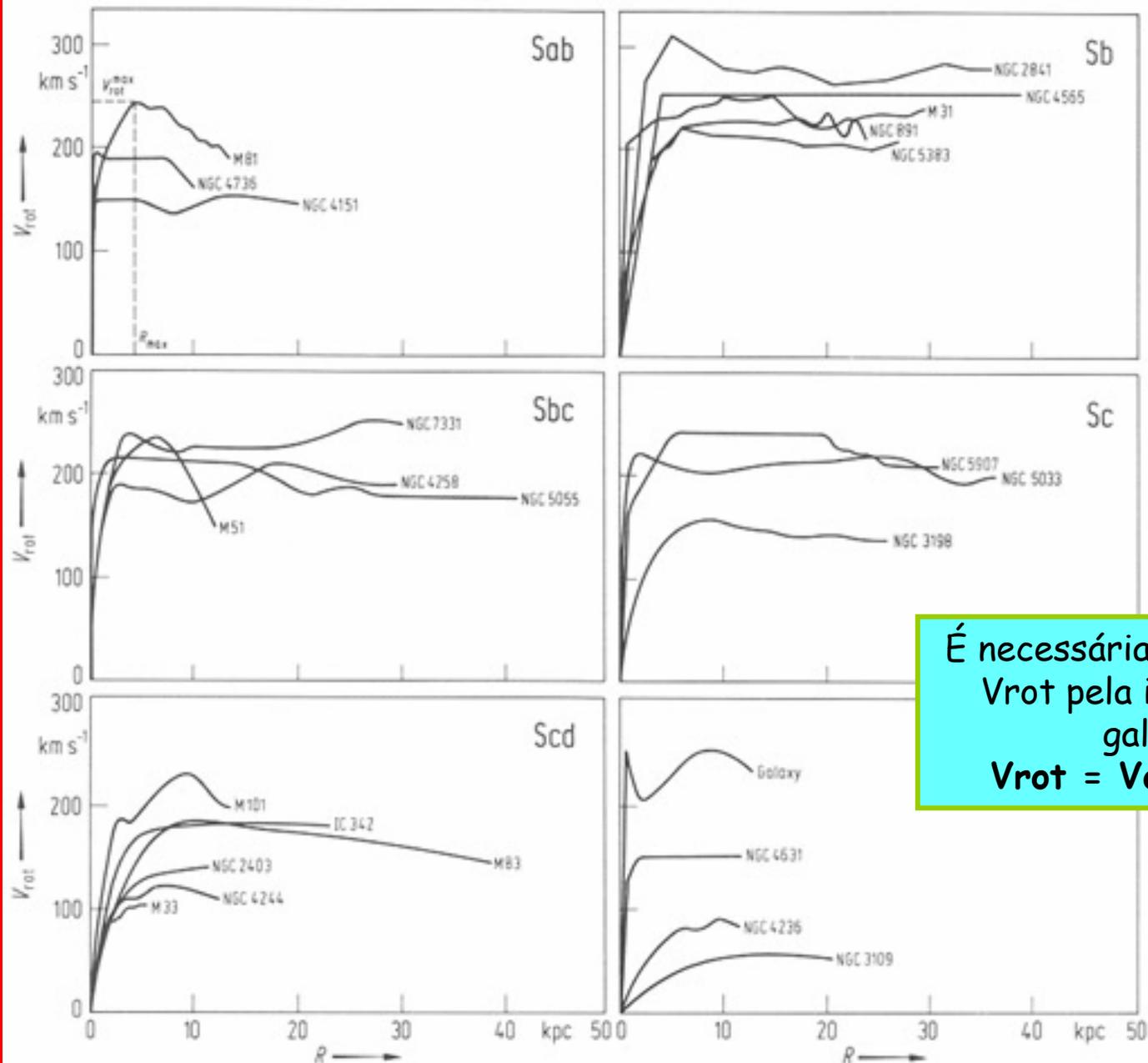


Imagem óptica de NGC 3198 com superposição de contornos de medidas rádio do HI em 21cm. Veja que a emissão rádio se estende bem além do tamanho "visível" da galáxia.



Exemplos de curvas de rotação



É necessária a correção da V_{rot} pela inclinação da galáxia:
$$V_{rot} = V_{obs} / \text{sen}(i)$$

Continuando a tirar medidas ...

Luminosidade - L

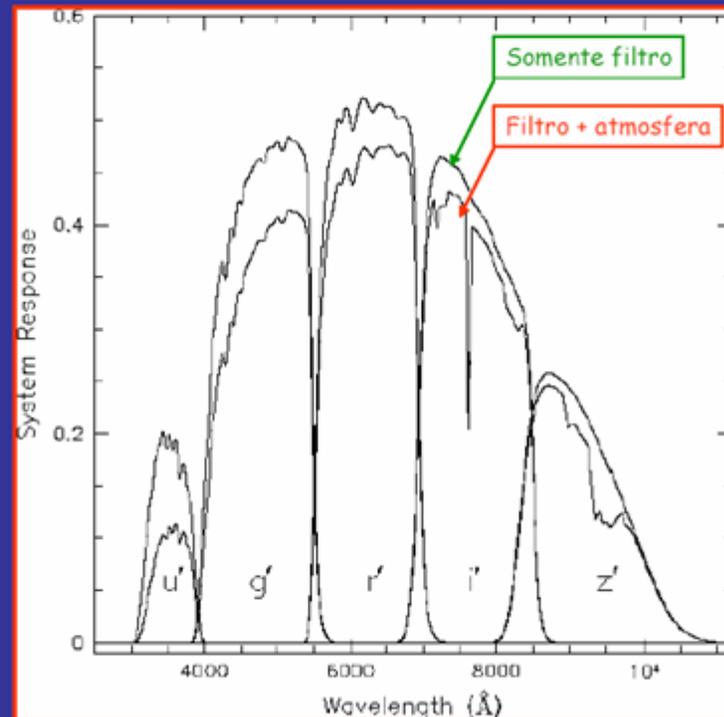
Luminosidade - L - É a quantidade de energia gerada pelo objeto na unidade de tempo, em um dado intervalo de comprimento de onda (banda examinada). A banda passante é normalmente definida pelo filtro usado. Para termos a luminosidade do objeto, é necessário o conhecimento de sua distância. A luminosidade de galáxias normais é proveniente da luz das estrelas.

Sistema de filtros

Na figura ao lado mostramos as curvas de resposta espectral dos filtros do levantamento fotométrico e espectroscópico denominado Sloan Digital Sky Survey. Ele está previsto para fazer a fotometria de 900 mil galáxias e espectroscopia para 200 mil delas.



Sistemas de filtros do SDSS



Relações Fundamentais Entre os Parâmetros Físicos das Galáxias

Dividiremos as galáxias em dois grupos - o das elípticas/lenticulares e o das espirais. Estes dois conjuntos de galáxias possuem propriedades estruturais distintas, que refletem seus processos de formação, mas que podem ser generalizadas para cada uma das classes.

Propriedades fundamentais de galáxias Espirais



M

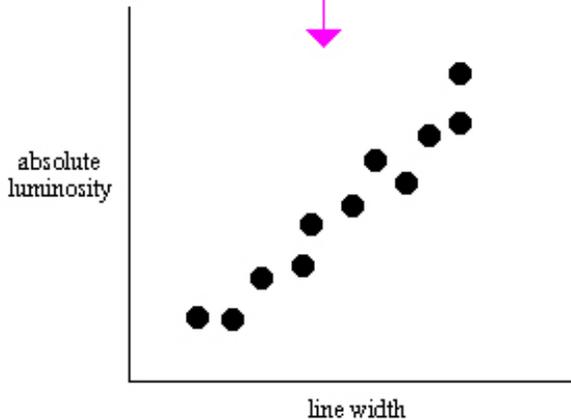
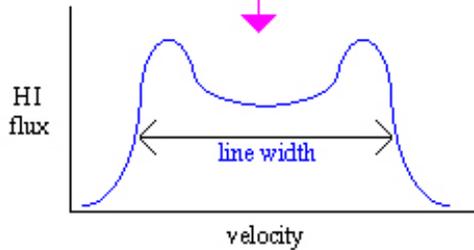
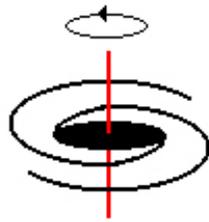
V_{max}

L

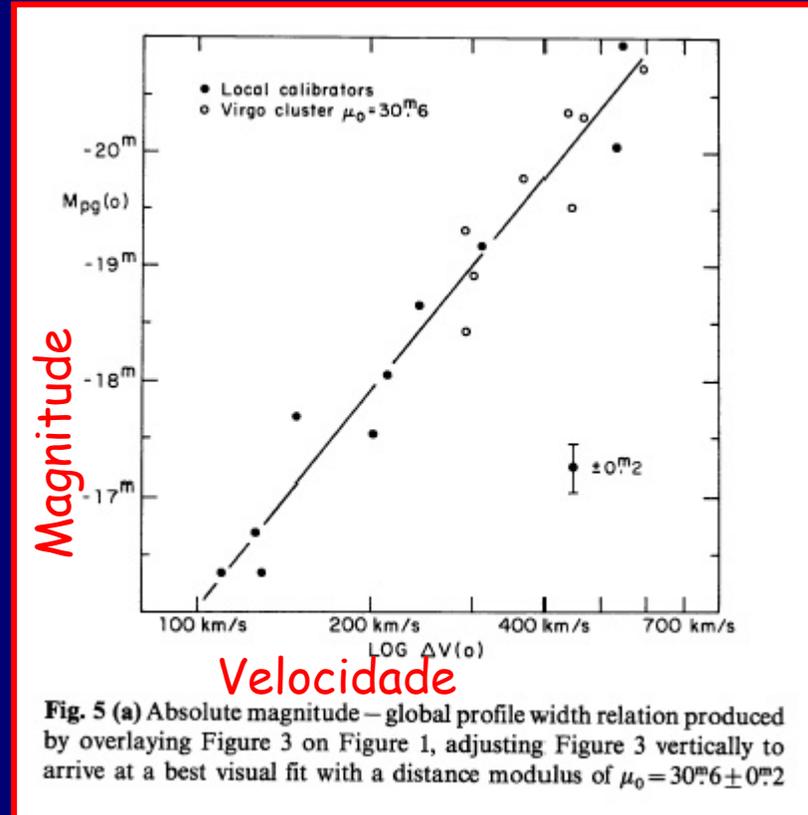
Propriedades Fundamentais de Galáxias Espirais

Relação Tully-Fisher

Tully-Fisher relation



É a relação entre a largura do perfil da linha de HI (21cm) e a Luminosidade medida em uma determinada banda. Esta relação reflete a dependência da velocidade máxima de rotação com a massa da galáxia. A Luminosidade também está relacionada com a massa.



Propriedades Fundamentais de Galáxias Espirais

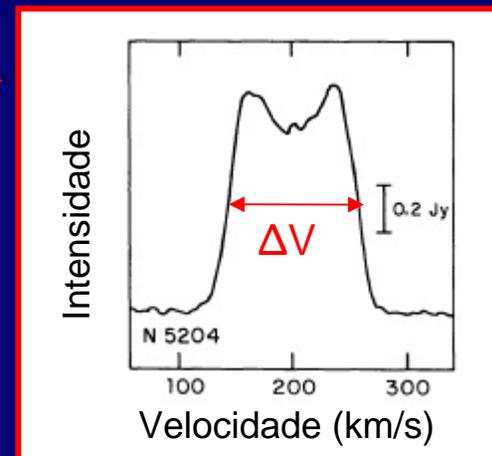
Relação Tully-Fisher - cont.

A Luminosidade é medida preferencialmente em uma banda que seja pouco afetada pela extinção interna do objeto. O ideal é que a banda escolhida esteja mais para a região vermelha do espectro.

A largura da linha de 21 cm é estimada à uma altura tipo 20% ou 50% do máximo de fluxo do perfil integrado.

A relação T-F, é dada pela expressão:

$$L \propto k V_{máx}^n \quad \text{onde } n \approx 4$$



Justificativa desta relação pode ser encontrada no Apêndice

Propriedades fundamentais de Elípticas

M

r_e

ρ_0

I_e

Σ_e

L

Propriedades Fundamentais de Galáxias Elípticas

Relação Faber-Jackson

Em 1975 Sandra Faber & Roger Jackson encontraram uma relação entre a dispersão de velocidades central (σ_0) e a magnitude absoluta M_B .

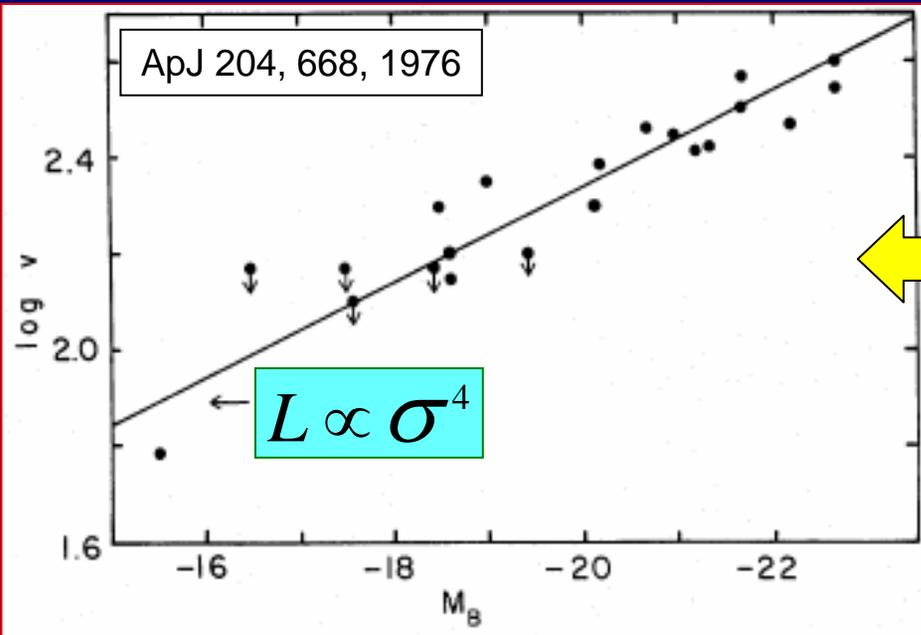
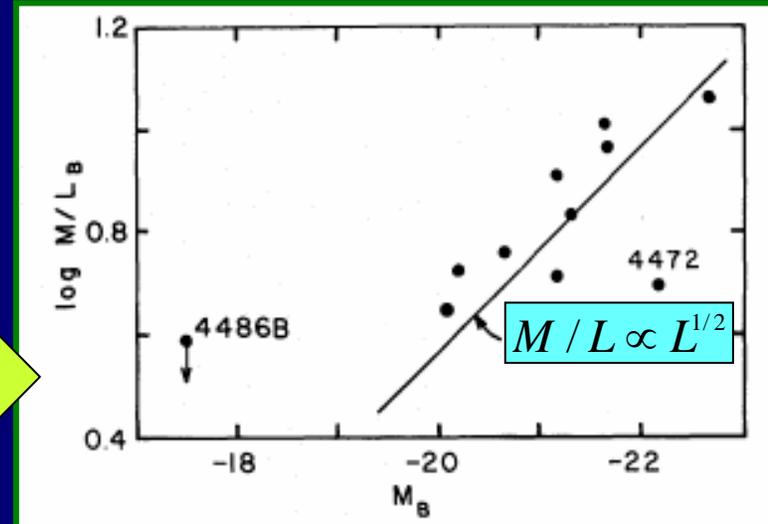
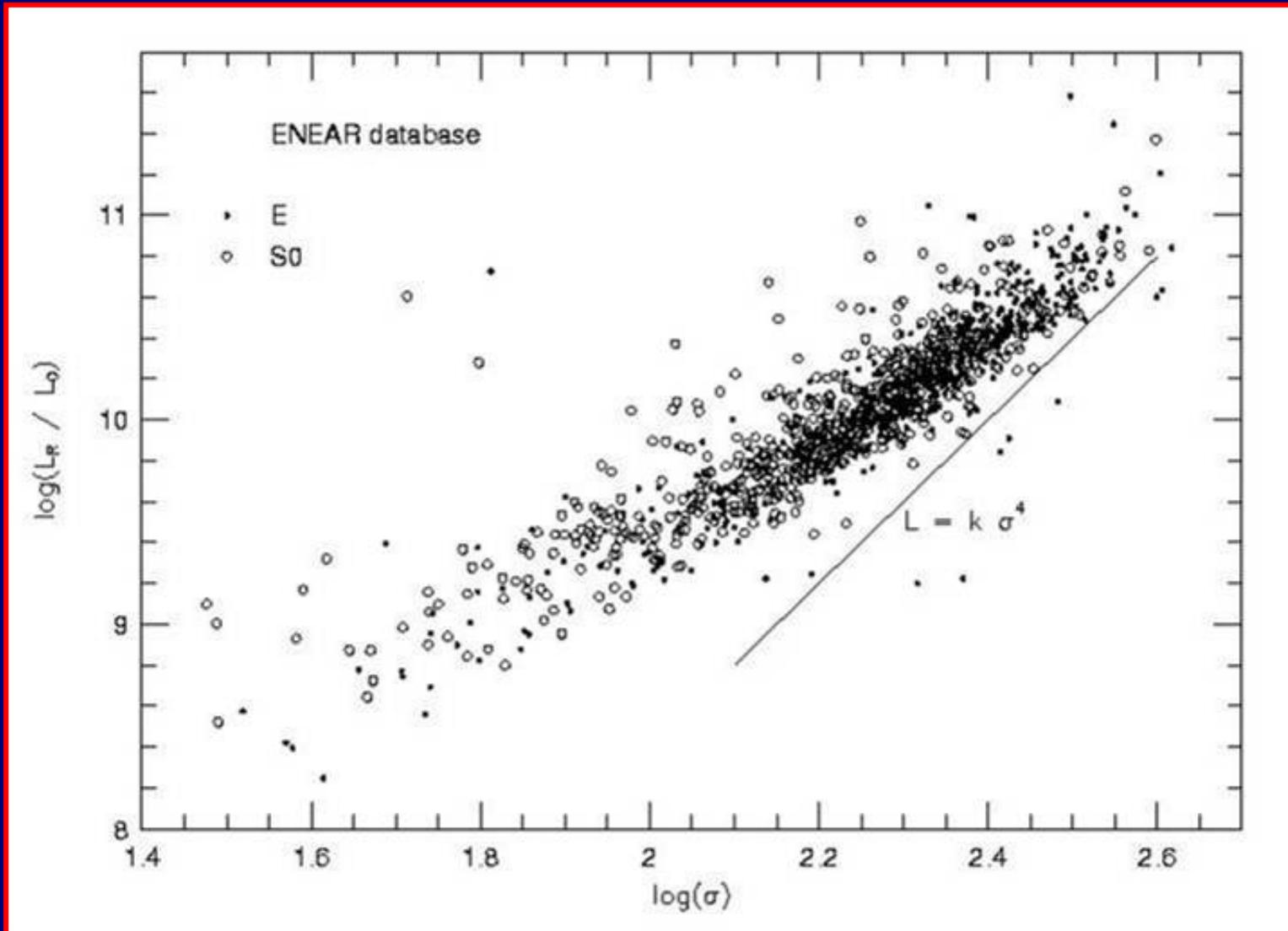


Figura do artigo de Faber & Jackson mostrando a relação encontrada entre logaritmo da dispersão (v) e magnitude absoluta (M_B).

Também é encontrado que a razão M/L é proporcional à $L^{0.5}$. A relação prevista usando $L \sim \sigma^4$ é representada pela reta.



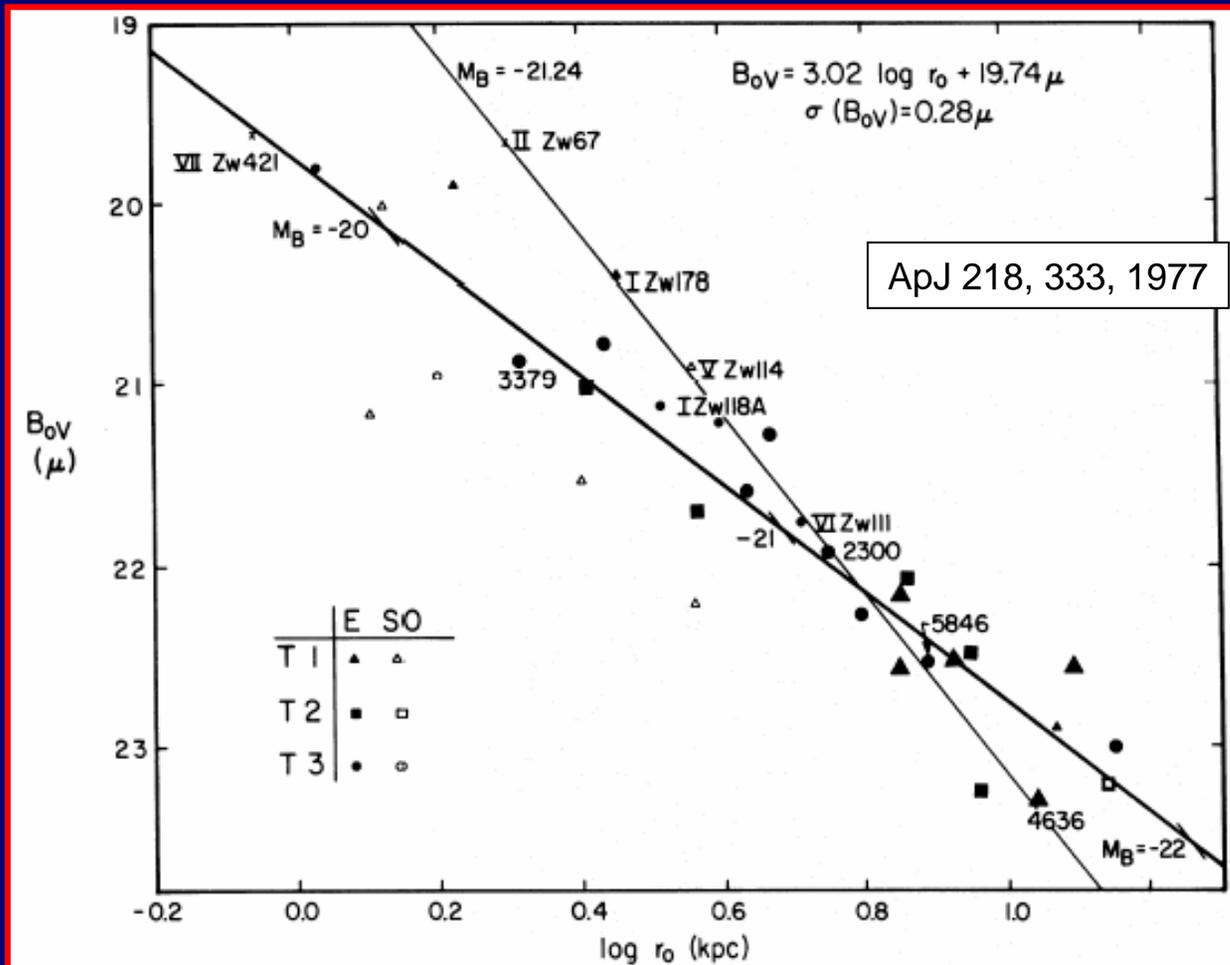
Relação Faber-Jackson para uma amostra de galáxias locais Elípticas e S0. A reta mostra a dependência da luminosidade com a dispersão de velocidades na quarta potência.



Propriedades Fundamentais de Galáxias Elípticas

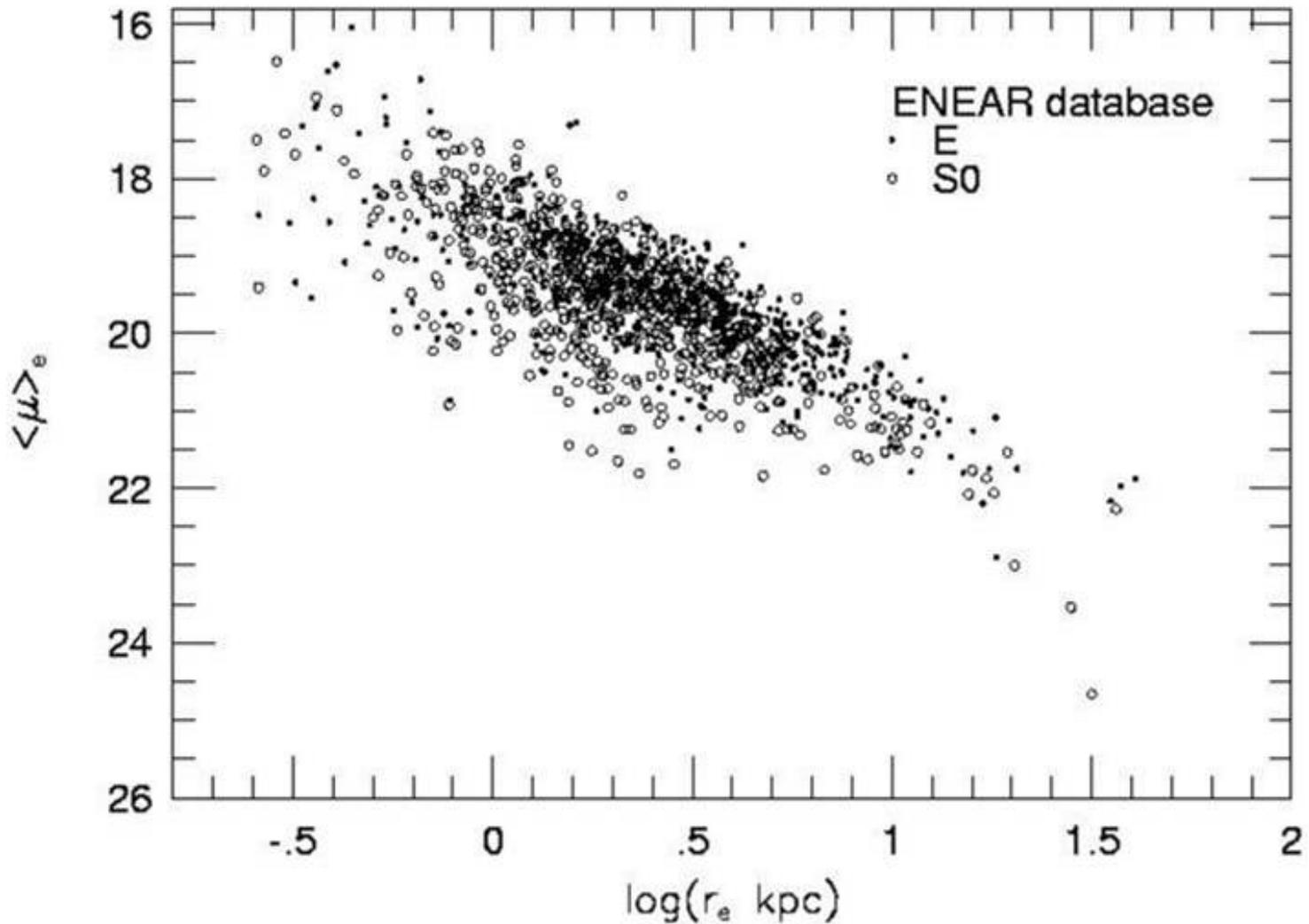
Relação Brilho - Raio ($\mu_0 - r_0$)

Em 1977 John Kormendy estudando propriedades de componentes esferoidais de galáxias, encontrou uma relação entre o raio à metade da luminosidade (r_0) e o brilho superficial à este raio (μ_0).



A fig. ao lado mostra a relação obtida por Kormendy. Símbolos grandes representam galáxias normais, enquanto os pequenos representam as compactas. A linha grossa representa o ajuste aos dados das galáxias normais.

Relação de Kormendy para amostra de galáxias early-type locais.



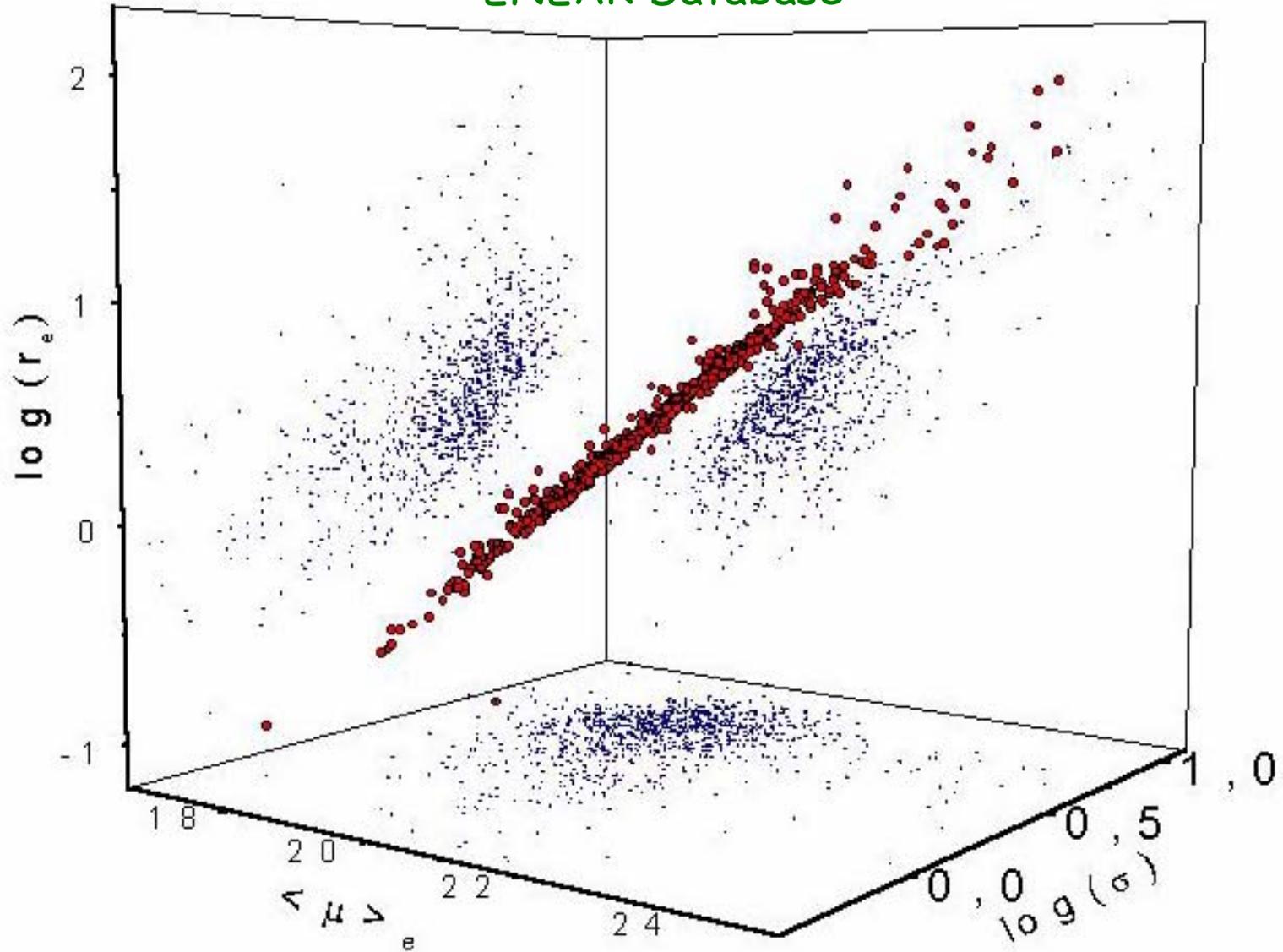
O Plano Fundamental

Na tentativa de se diminuir os resíduos das correlações entre os parâmetros descritos anteriormente, e principalmente pelo uso de conjuntos de dados mais homogêneos e representativos, chegou-se a determinação de que as galáxias elípticas e os bojos das espirais distribuem-se em um PLANO FUNDAMENTAL, inclinado no espaço dos parâmetros observáveis brilho superficial, raio efetivo e dispersão de velocidades. As relações de Kormendy e Faber-Jackson, seriam projeções deste plano. A relação na banda R pode ser expressa por:

$$r \propto \sigma^{1.3} \langle \mu \rangle^{-0.8}$$

O Plano Fundamental em 3-D

ENEAR Database



$$\log r_e = \alpha \log \sigma + \beta \langle \mu \rangle_e + \gamma$$

O porquê do Plano Fundamental

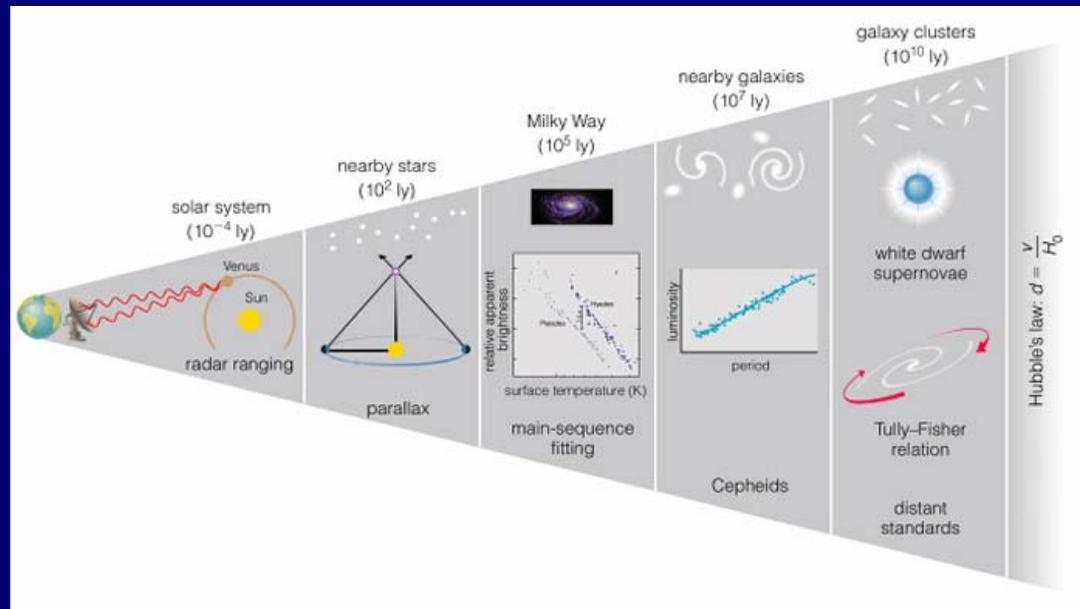
No Apêndice podemos ver uma justificativa do porquê desta relação empírica.

Determinação de distâncias extragalácticas

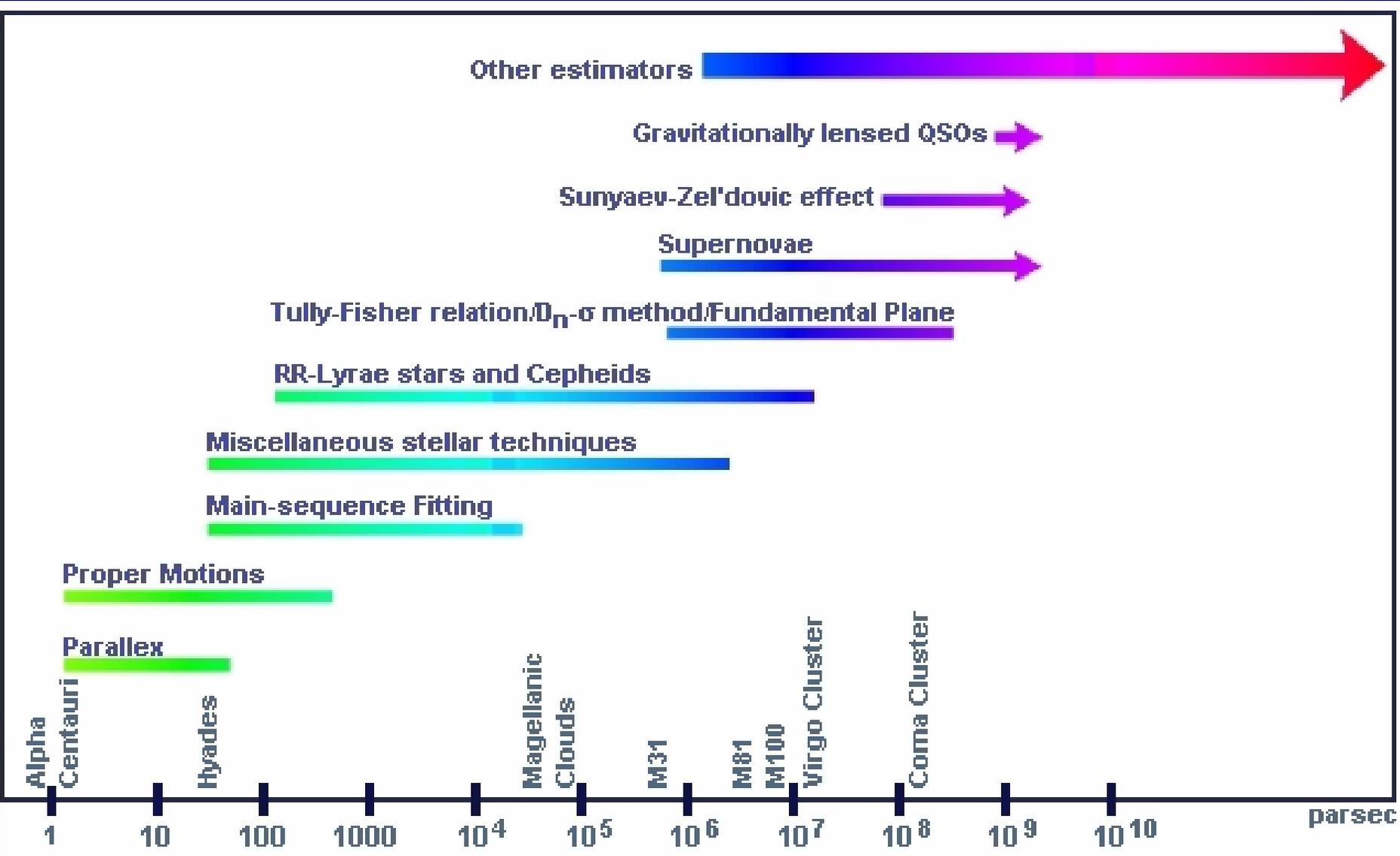
Um dos grandes desafios da astronomia é o da determinação da distância de objetos celestes.

Ao longo de sua história foram desenvolvidos métodos que permitem a estimativa de distância para objetos pertencentes à Via Láctea.

Alguns destes determinadores de distância "locais" foram usados para criar uma malha secundária de indicadores.

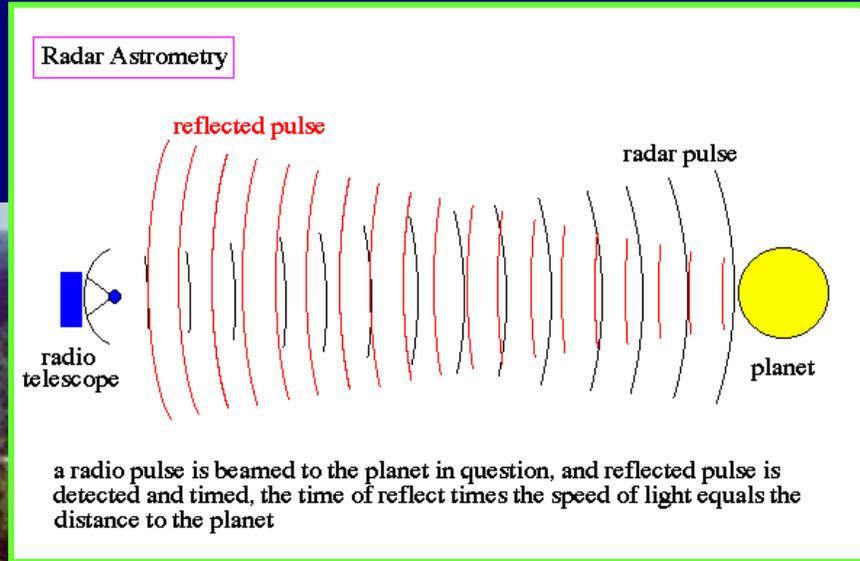


Distance Ladder



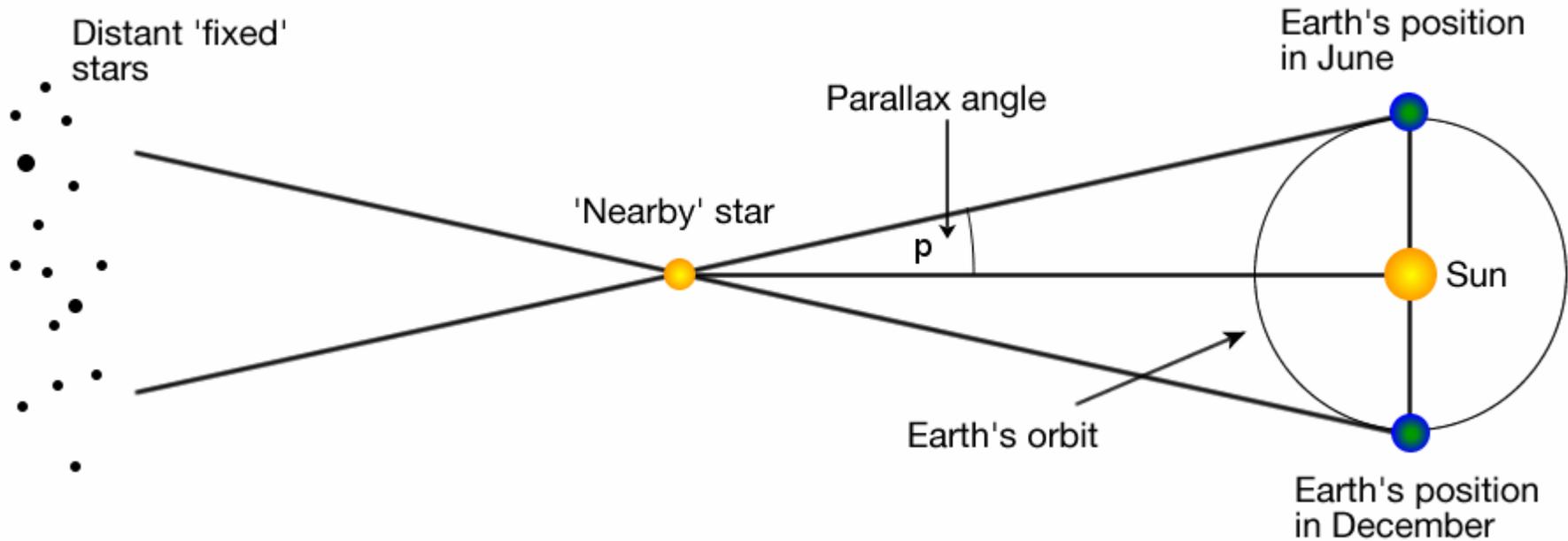
Distâncias - Radar

Usam-se medições de radar para determinação de distâncias de corpos dentro do sistema solar.



Rádio Observatório de Arecibo

Distâncias - Paralaxe

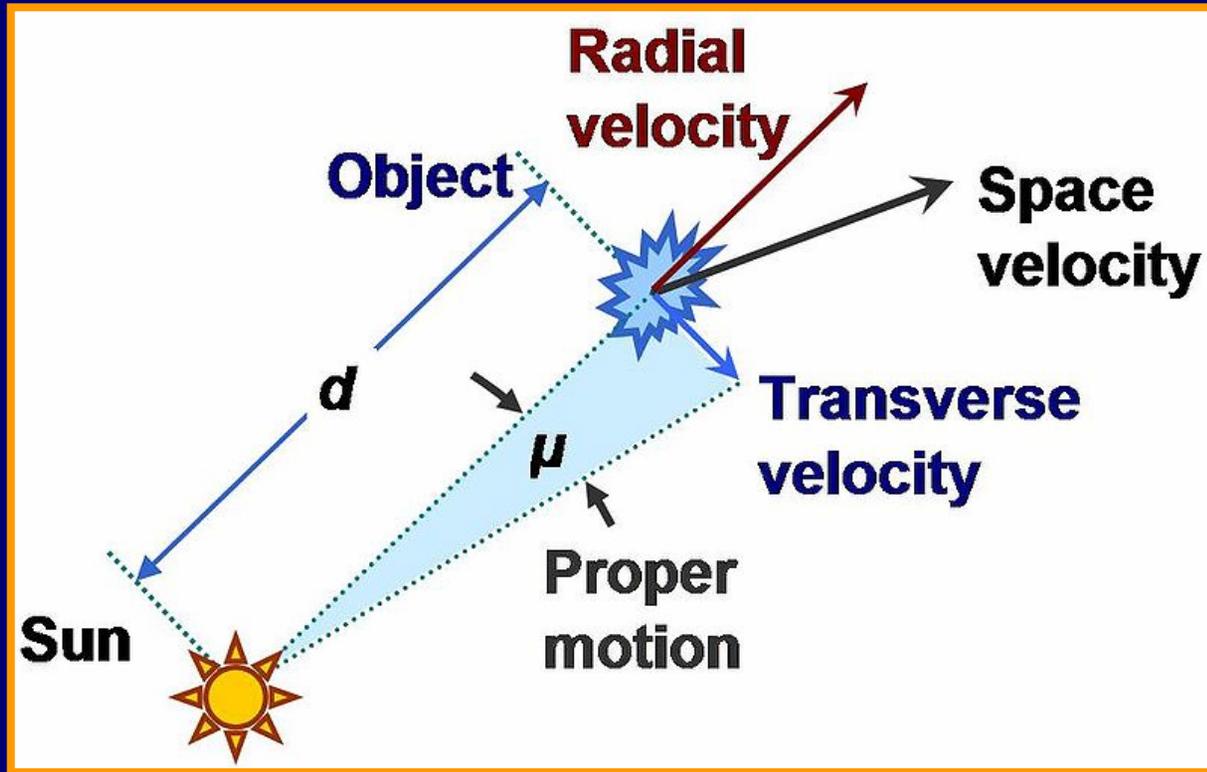


$$d(\text{pc}) = 1 / p(\text{''})$$

Uma estrela com paralaxe de $1''$ está à distância de 1 pc.

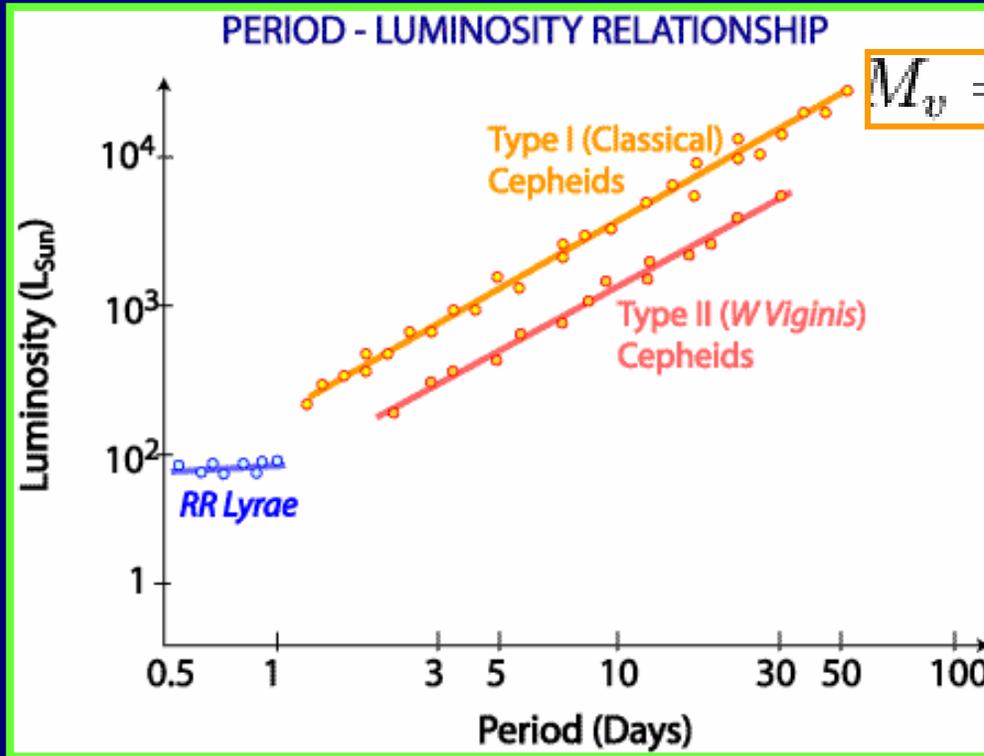
$$1\text{pc} = 206.265 \text{ UA} = 3,26 \text{ a.l.} = 3,086 \times 10^{13} \text{ km}$$

Distâncias - Movimento Próprio



O movimento próprio (μ), na verdade não é uma distância, mas sim, o movimento aparente no céu de um astro (normalmente de uma estrela), medido em "/ano.

Distâncias - Cefeidas e RR Liras



$$M_v = -2.81 \log(P) - (1.43 \pm 0.1)$$

$$m - M = 5 \log [D(\text{pc})] - 5$$

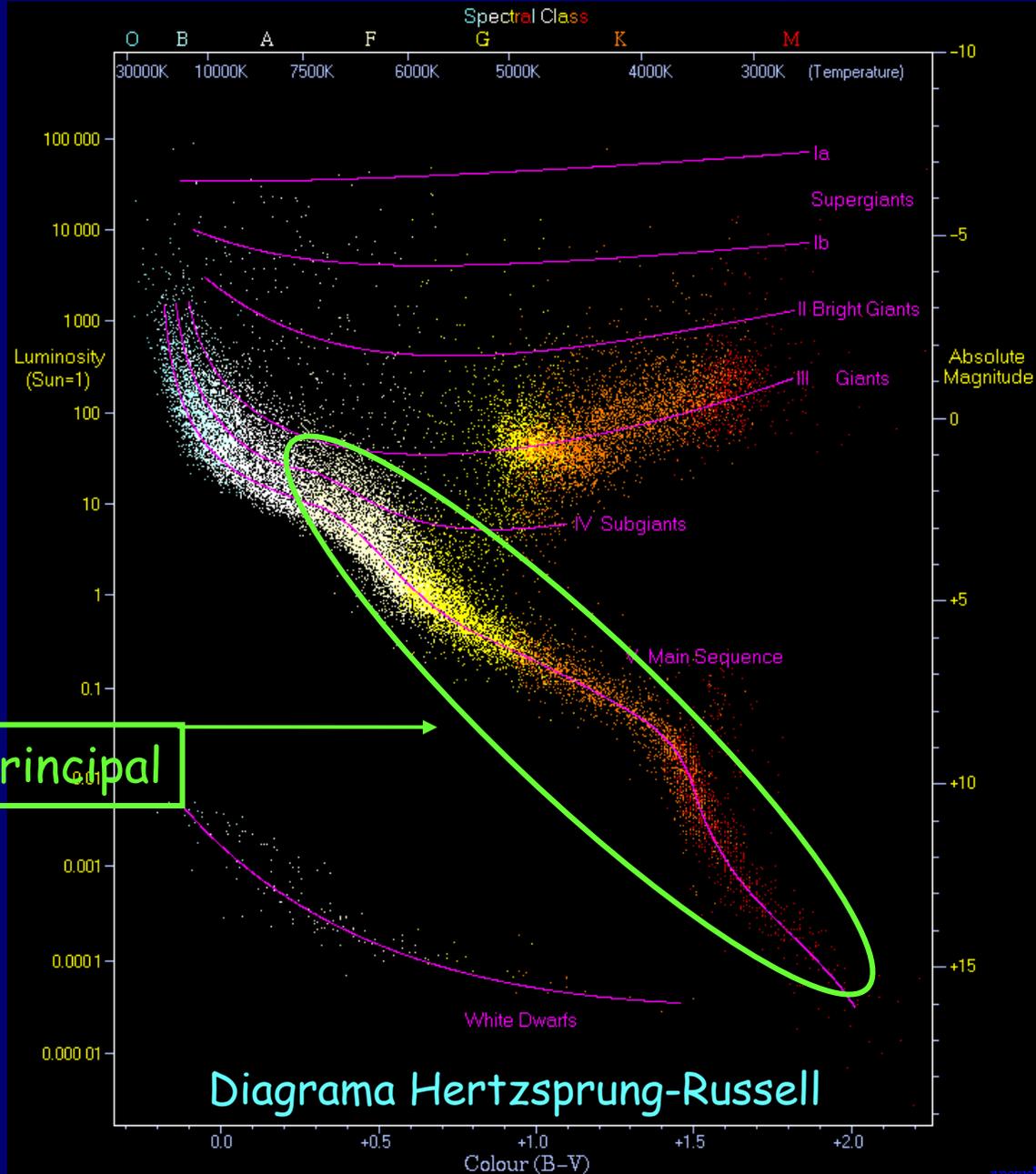
módulo de distância

Estas estrelas variáveis, apresentam uma relação entre seu brilho máximo e o tempo característico de variabilidade (período) que elas demoram para atingir o máximo de brilho. Sabendo-se o período de uma destas estrelas podemos calcular a sua distância usando a relação período-luminosidade e o módulo de distância.

Distâncias - Ajuste da Sequência Principal

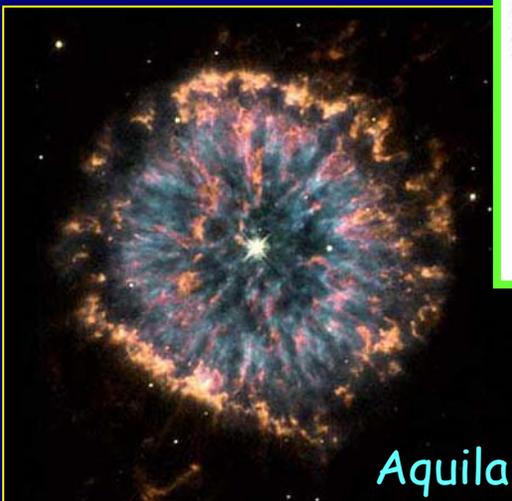
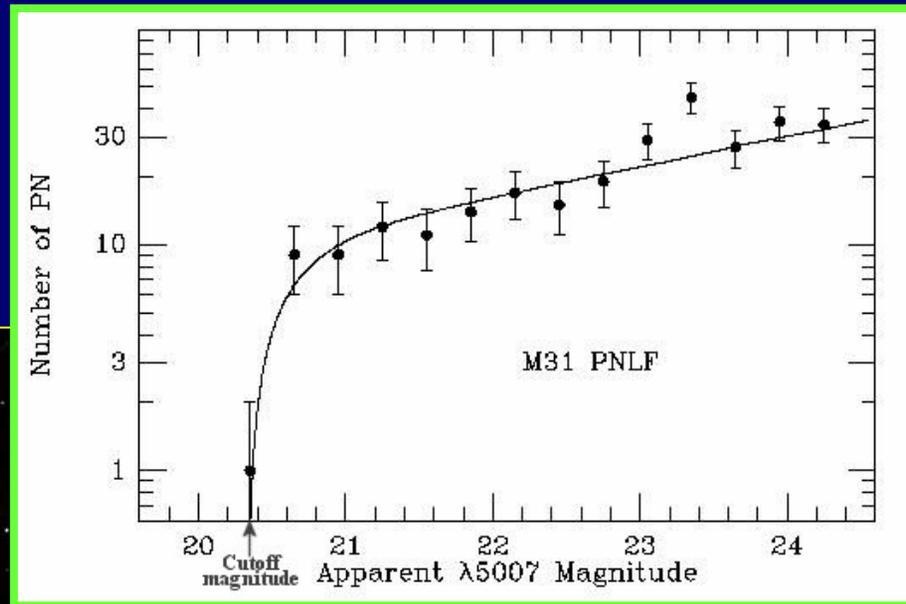
Usando a classe espectral ou cores, podemos determinar a luminosidade (magnitude absoluta) da estrela. Depois usa-se o módulo de distância.

Sequência principal

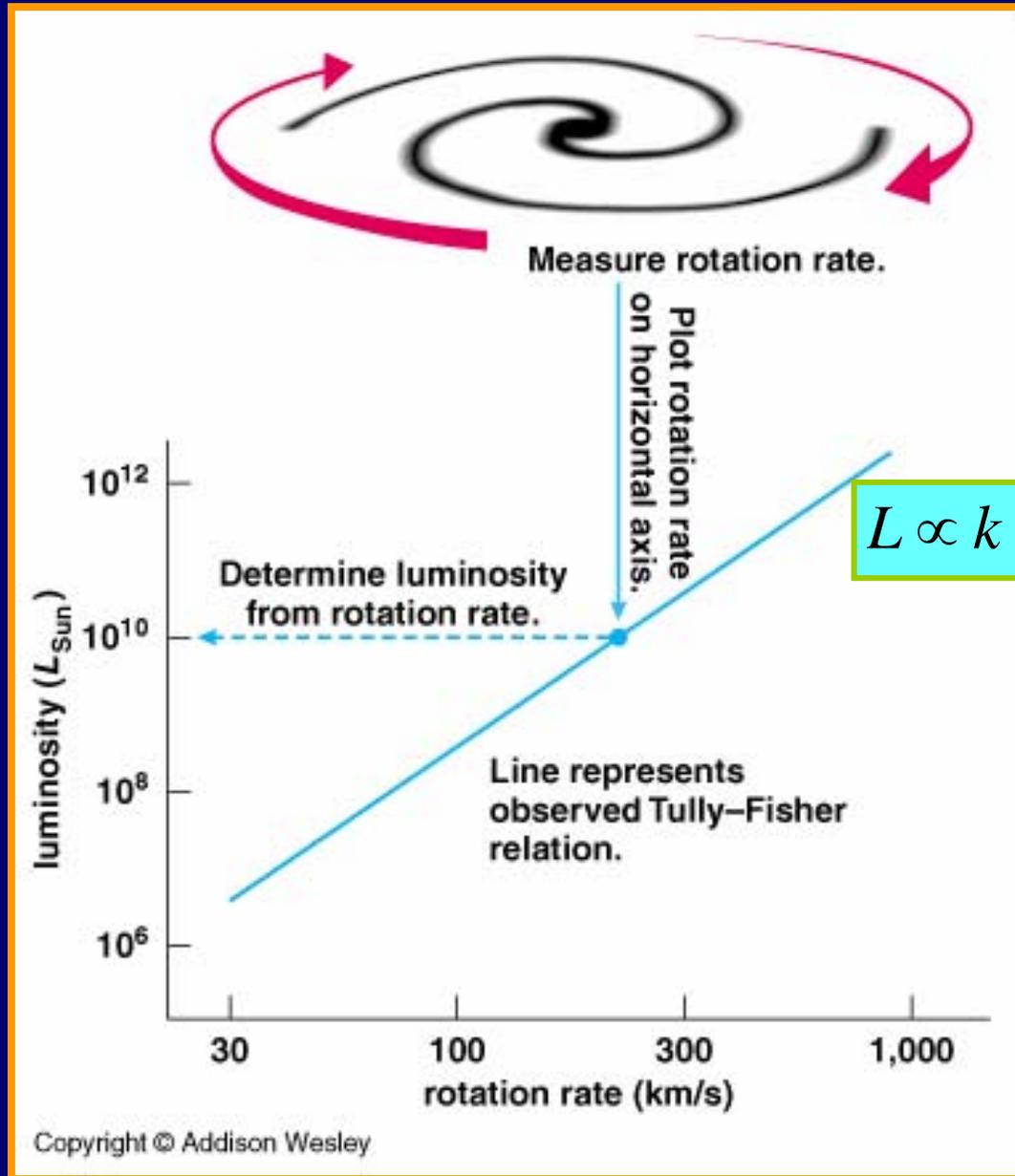


Distâncias - Nebulosas Planetárias

A distribuição de luminosidades de nebulosas planetárias tem um valor máximo que é o mesmo para qualquer galáxia. Ajustando-se a distribuição de luminosidades à uma determinada função, pode-se encontrar este valor, e depois usar a equação do módulo de distância.

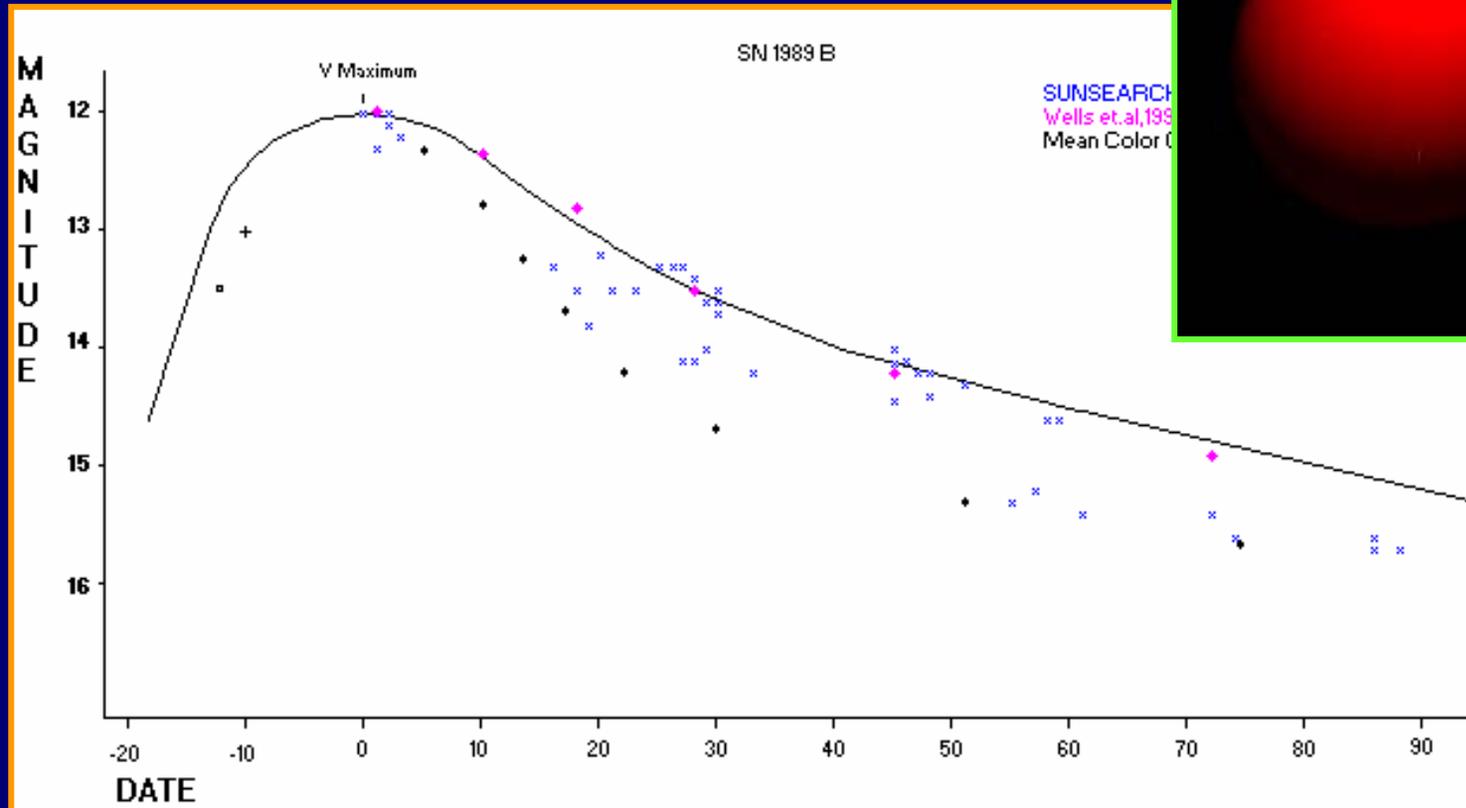
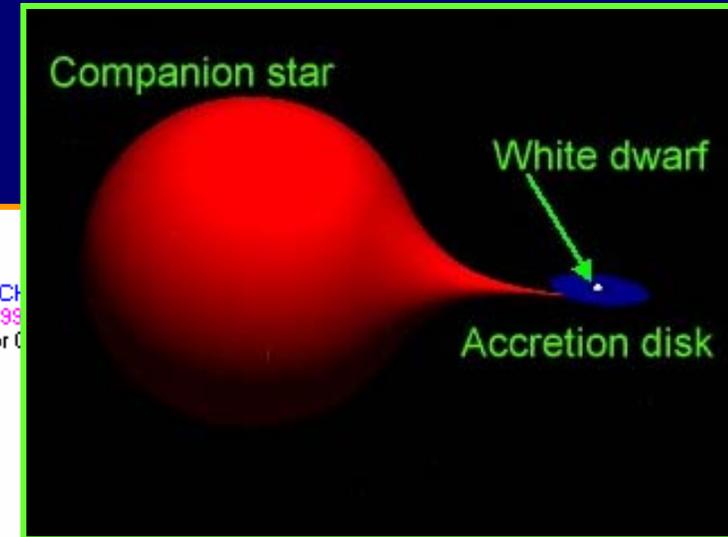


Distâncias - Relação Tully-Fisher



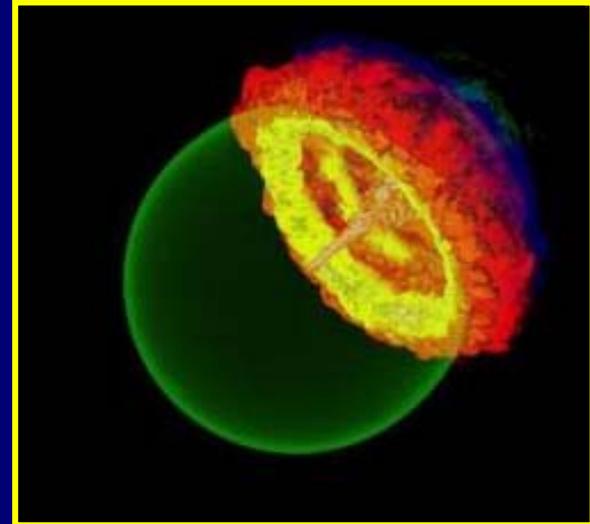
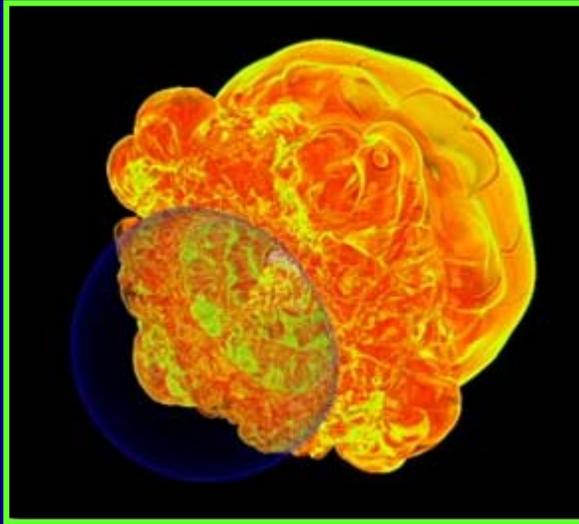
Distâncias - Supernova tipo Ia

Supernova Ia é a explosão de uma estrela anã branca em um sistema binário. Esta explosão libera mais ou menos a mesma quantidade de energia que pode ser determinada através do máximo de seu brilho.

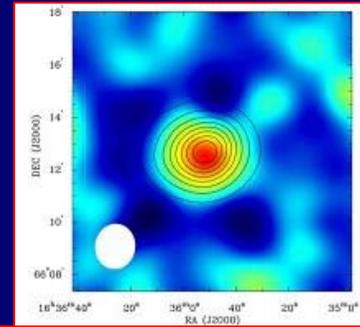
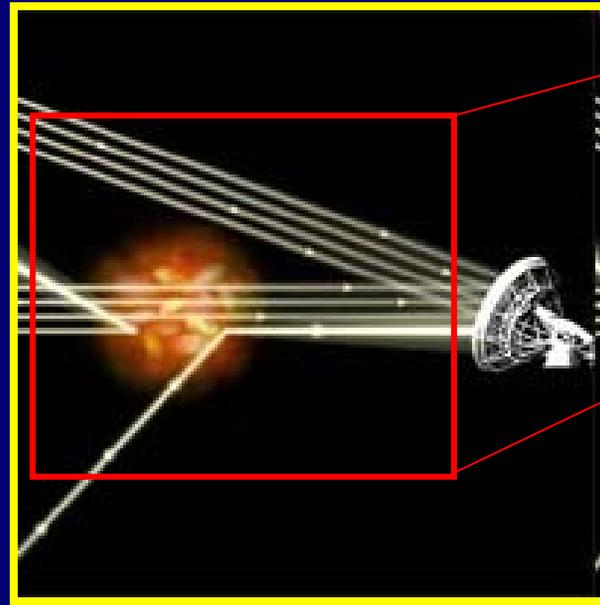
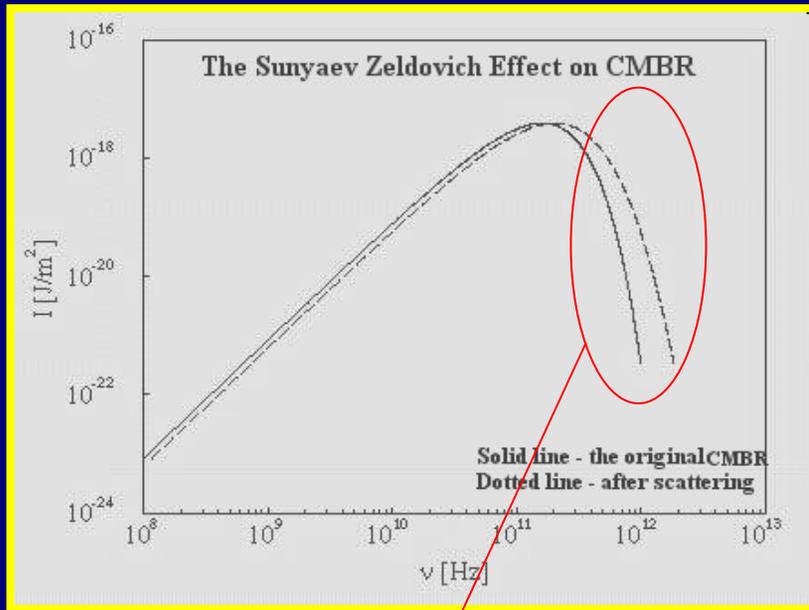


Distâncias - Supernova tipo Ia

Simulações sobre explosão de SN Ia

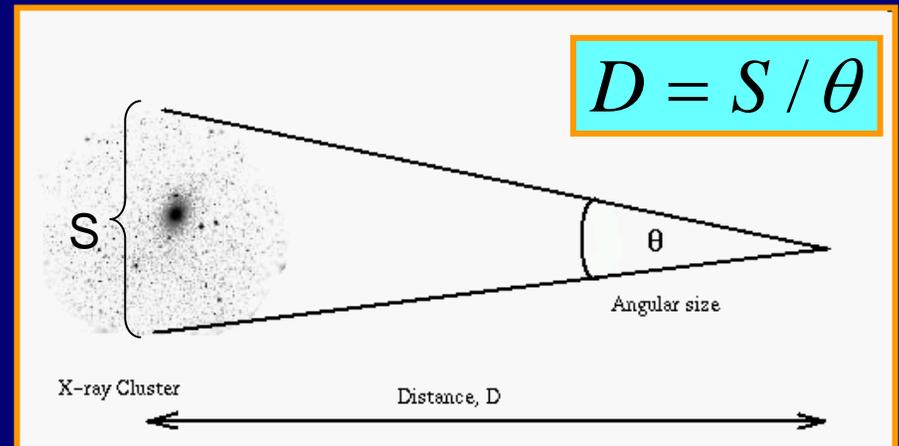


Distâncias - Efeito Sunyaev-Zeldovich



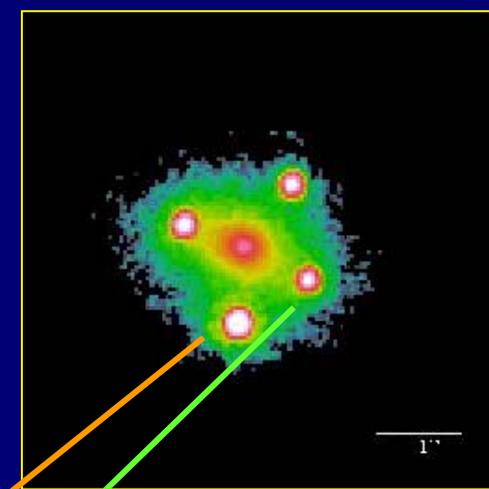
Gás difuso e quente em aglomerados de galáxias emite raio-x. Espalhamento Compton transfere energia do gás aos fótons da RCF.

Esta diferença é proporcional ao tamanho, S , do aglomerado.

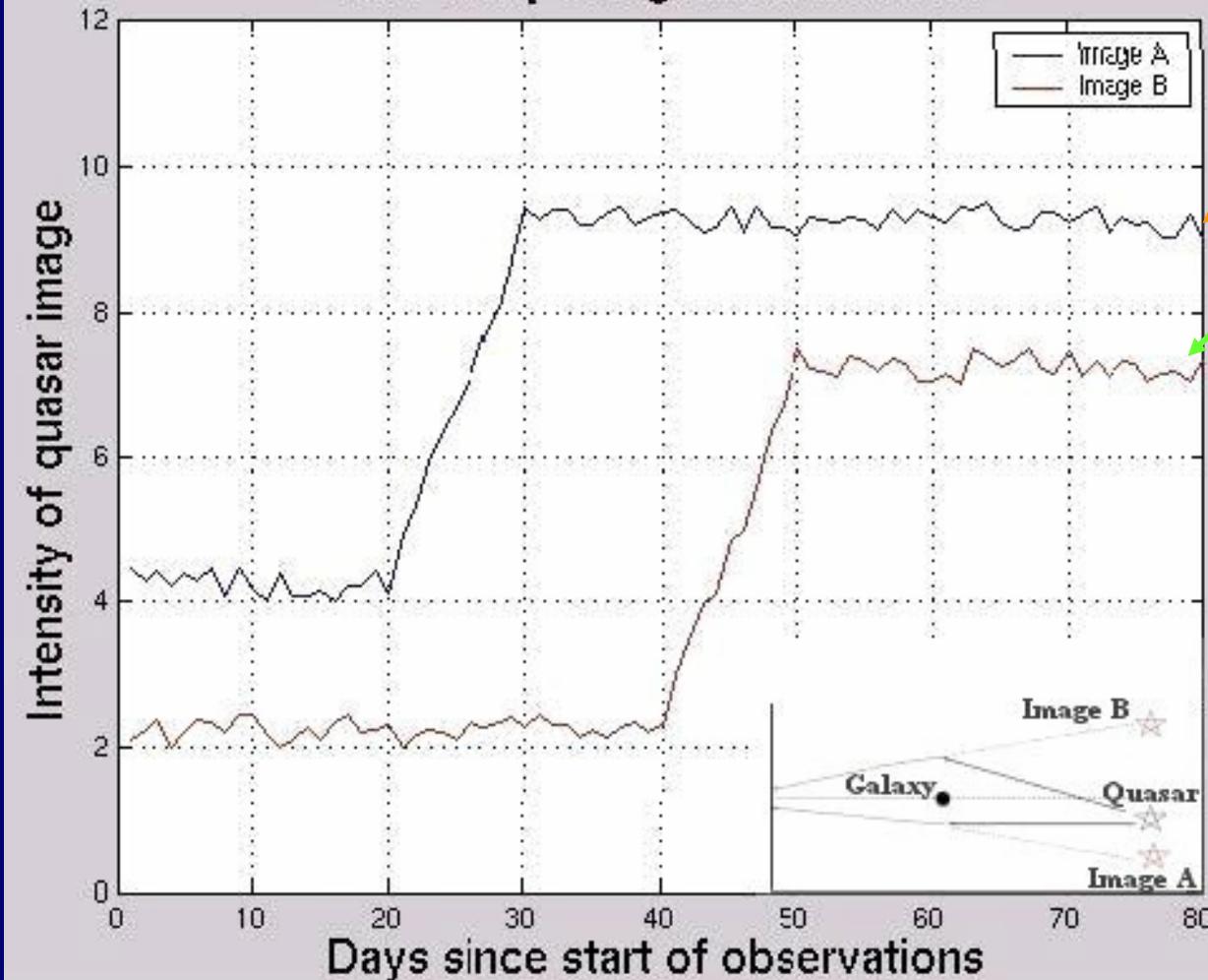


Distâncias - Lentes gravitacionais

Esta técnica usa a propriedade de que a luz das duas imagens do quasar percorrem trajetórias diferentes (tempos distintos).



Time delay in a gravitational lens



De posse de alguns elementos como o "intervalo de atraso", separação angular das imagens do QSO, distância da lente ao QSO, massa da lente e as distribuição é possível calcular a distância da fonte.

Distâncias - Flutuações de brilho superficial de galáxias

Este método supões que o número de estrelas brilhantes por unidade de área em uma galáxia flutua como ruído poissônico ($1/N^{0.5}$).

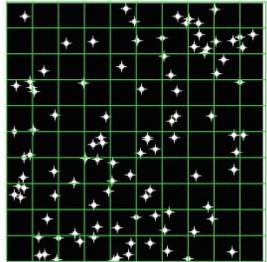
Num ângulo sólido $d\omega$, o correspondente elemento de área é $dA=D^2d\omega$, onde D é a distância da galáxia.

Quanto maior a distância da galáxia, maior o número de estrelas N contidas neste ângulo sólido, e por conseguinte menor é a flutuação de brilho superficial nesta galáxia.

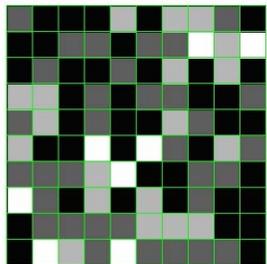
Estas flutuações devidamente calibradas com distâncias de Cefêidas, funcionam como indicador de distância.

Distâncias - Flutuações de brilho superficial de galáxias (cont.)

Nearby Galaxy



Galaxy star field



What the CCD sees

\bar{f}

Star flux

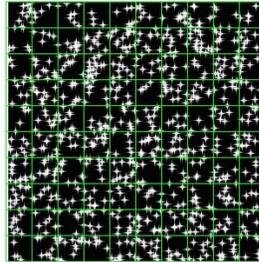
n

Star density

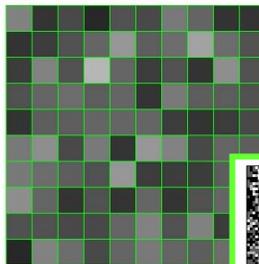
$n \bar{f}$

Surface Brightness

Same Galaxy
Three times the distance



Galaxy star field



What the CCD sees

$\bar{f}/9$

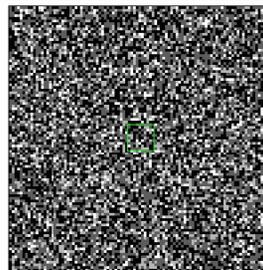
$9n$

$n \bar{f}$

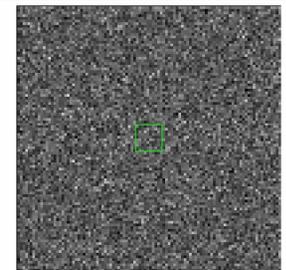
Rms fluctuation
(inversely prop. to distance)

$$\sqrt{n} \bar{f}$$

$$\sqrt{9n} \frac{\bar{f}}{9} = \frac{1}{3} \sqrt{n} \bar{f}$$



More CCD pixels

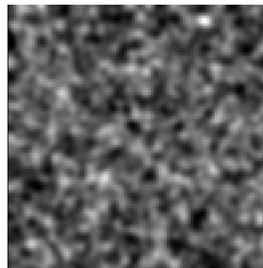


More CCD pixels

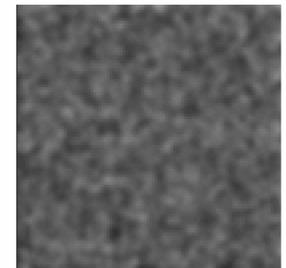
Variance divided by Mean
(Star flux)

$$\frac{\bar{f}}{9} = \frac{(\text{rms})^2}{\text{mean}}$$

$$\frac{\bar{f}}{9} = \frac{(\text{rms})^2}{\text{mean}}$$



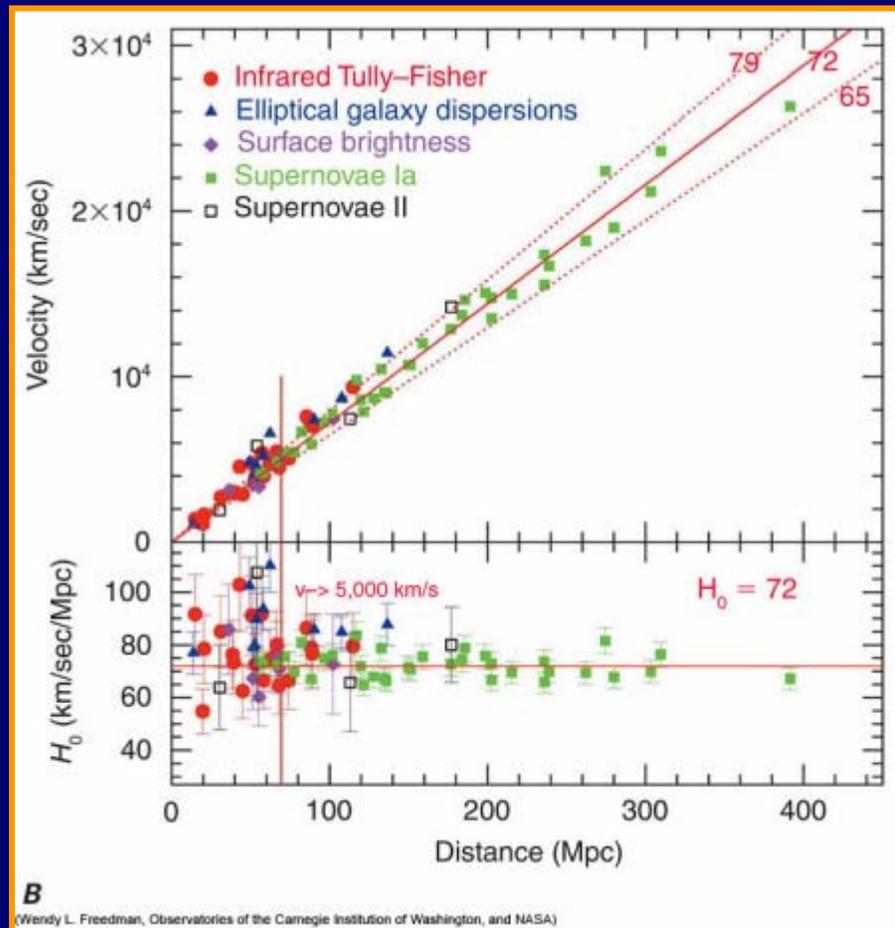
Blurred by atmosphere



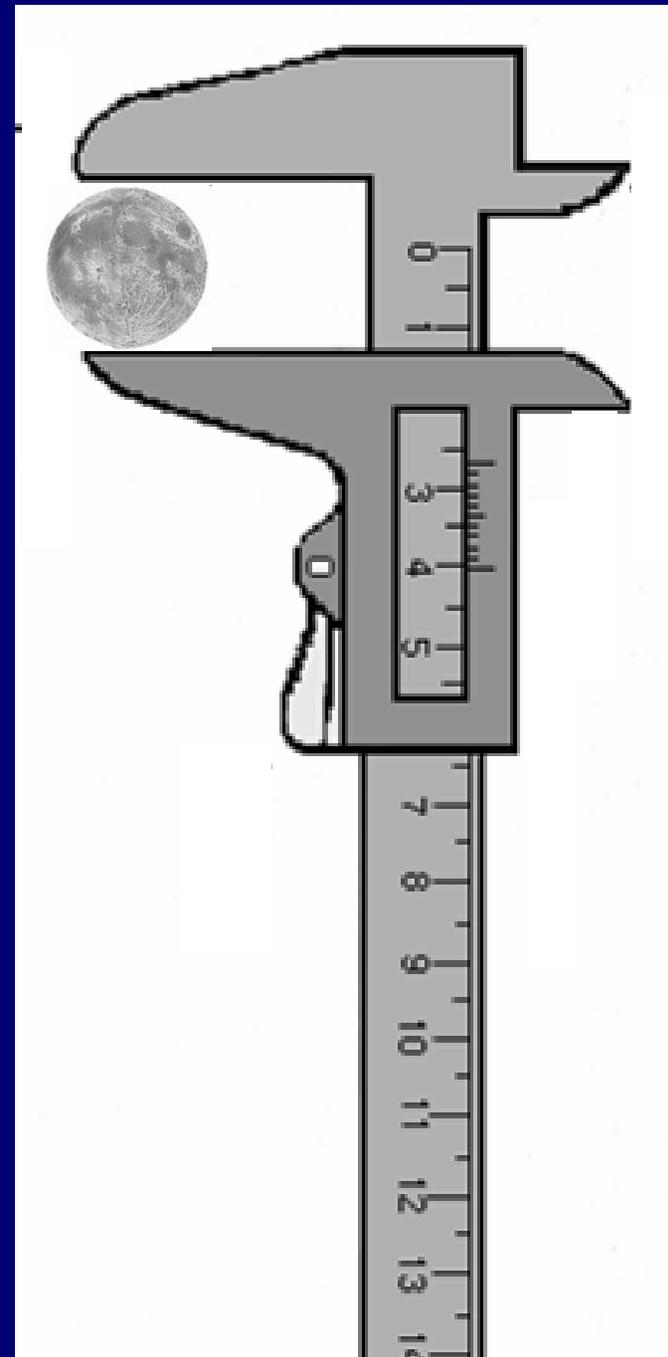
Blurred by atmosphere

Distâncias - Lei de Hubble

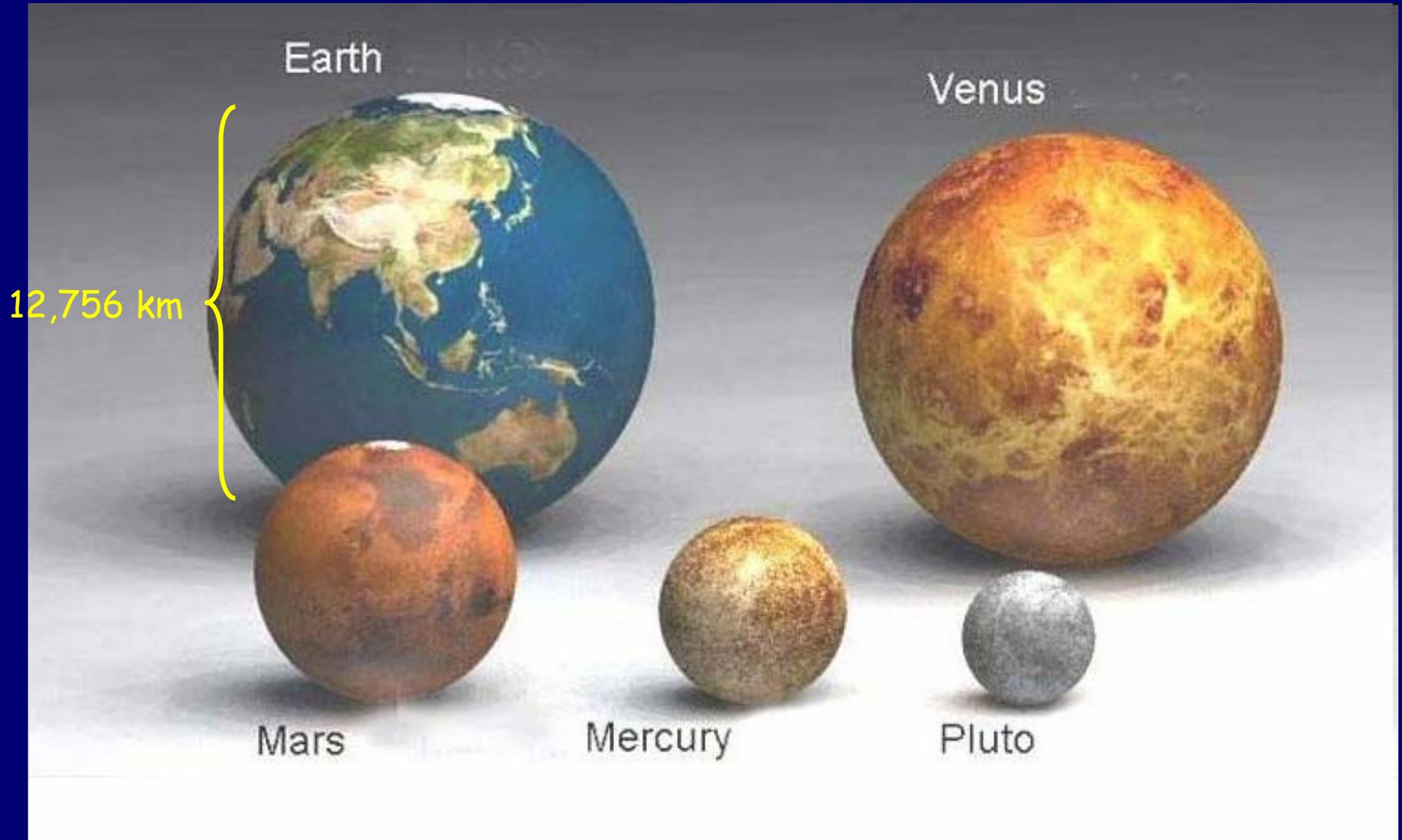
Através de determinação de distância independente de redshift, podemos calibrar a relação de Hubble entre distância e redshift. Esta relação é dependente do tempo e atualmente vale: $H_0 = 74.2 \pm 3.6$ (km/s)/Mpc



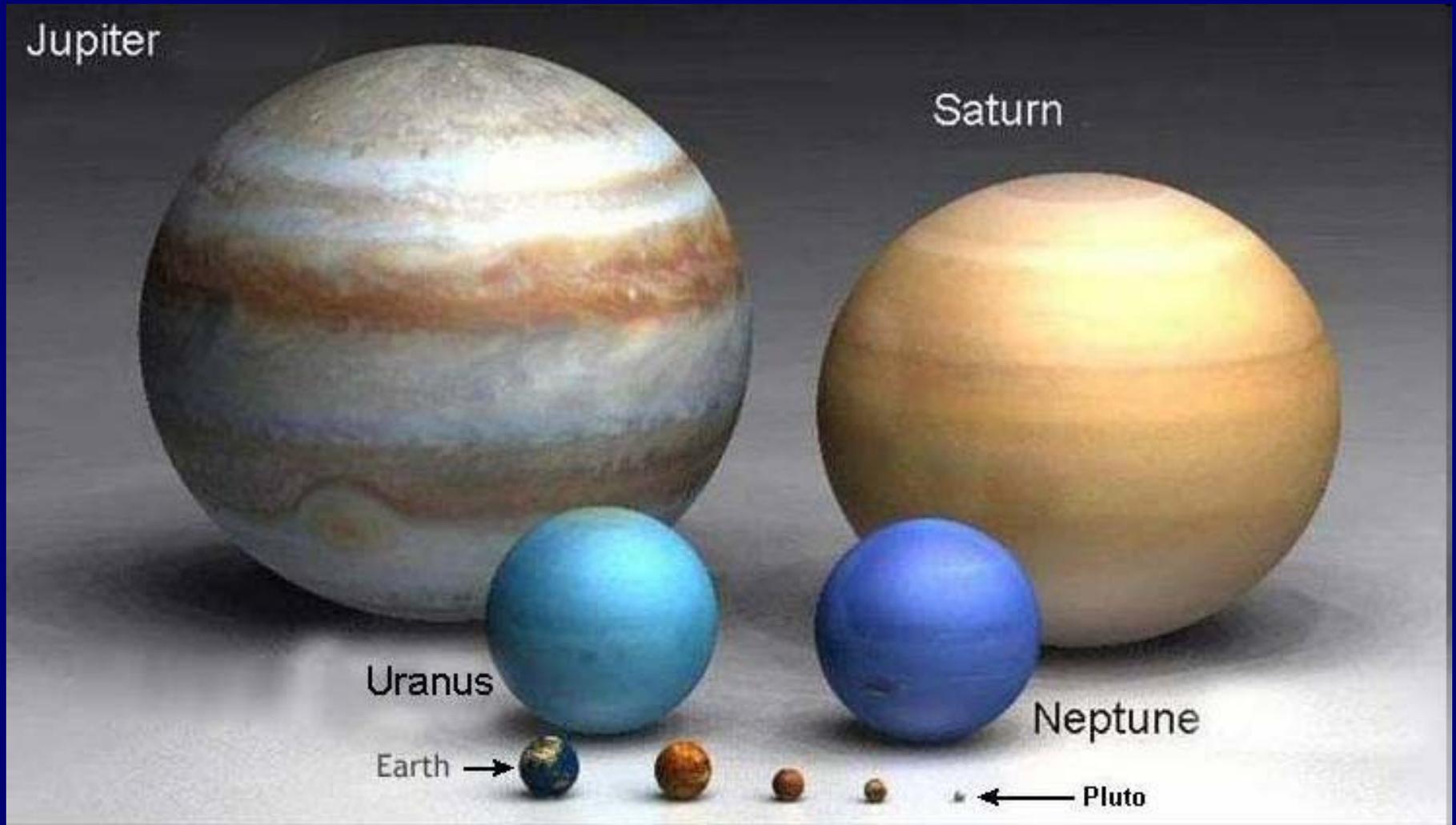
Mudando um pouco de assunto ...



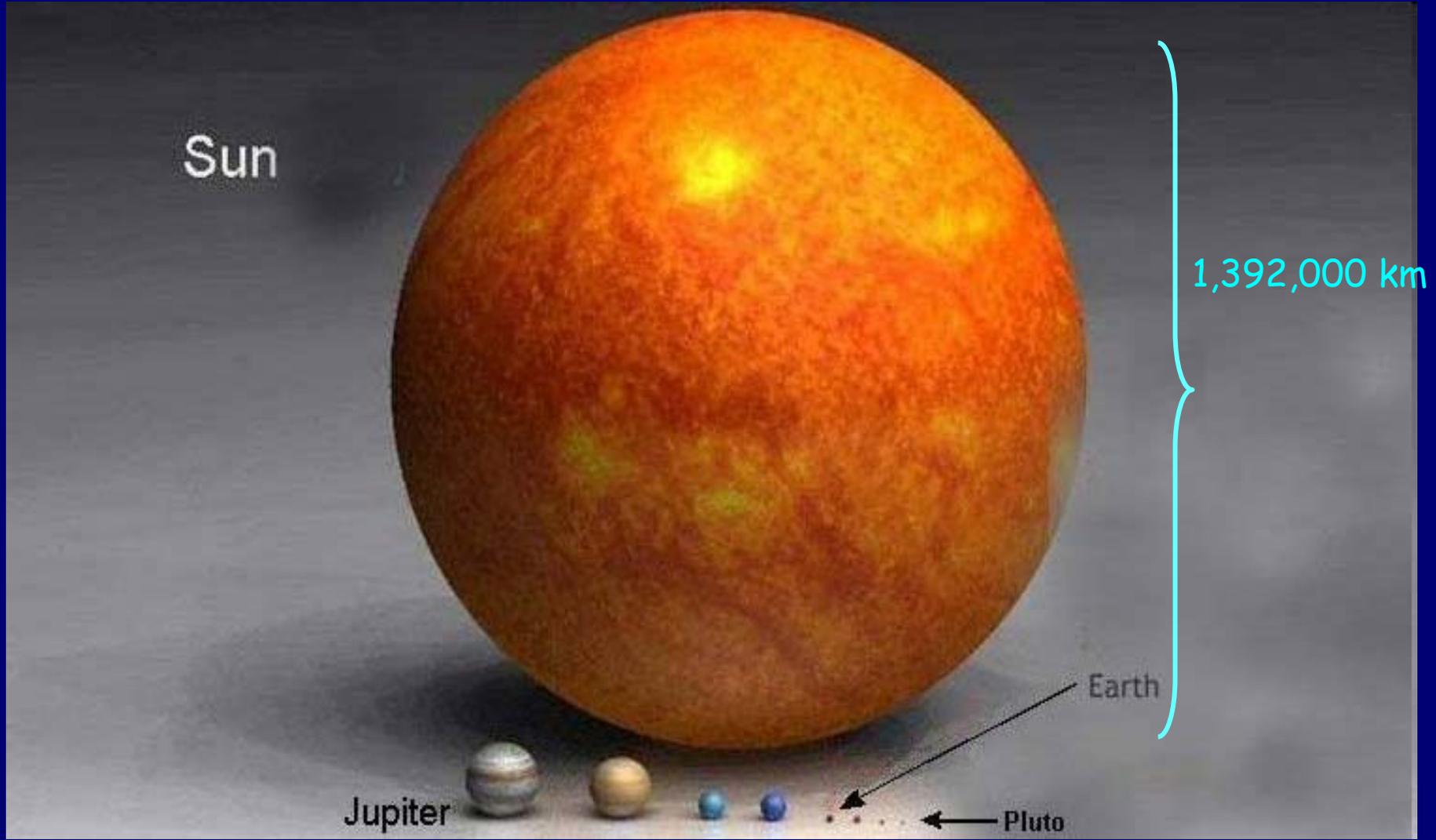
Dimensões de objetos - Exercitando neurônios



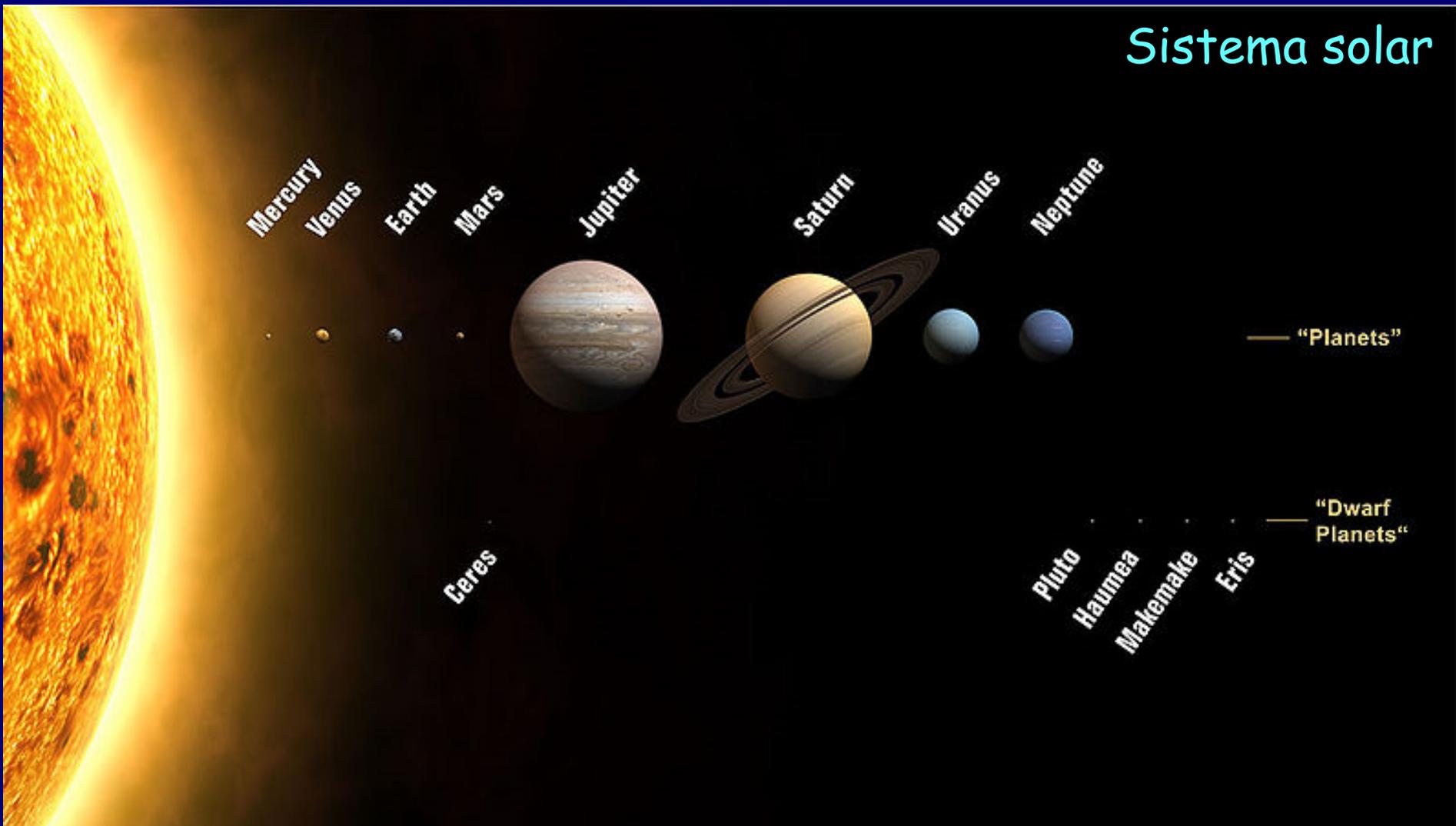
Dimensões de objetos



Dimensões de objetos



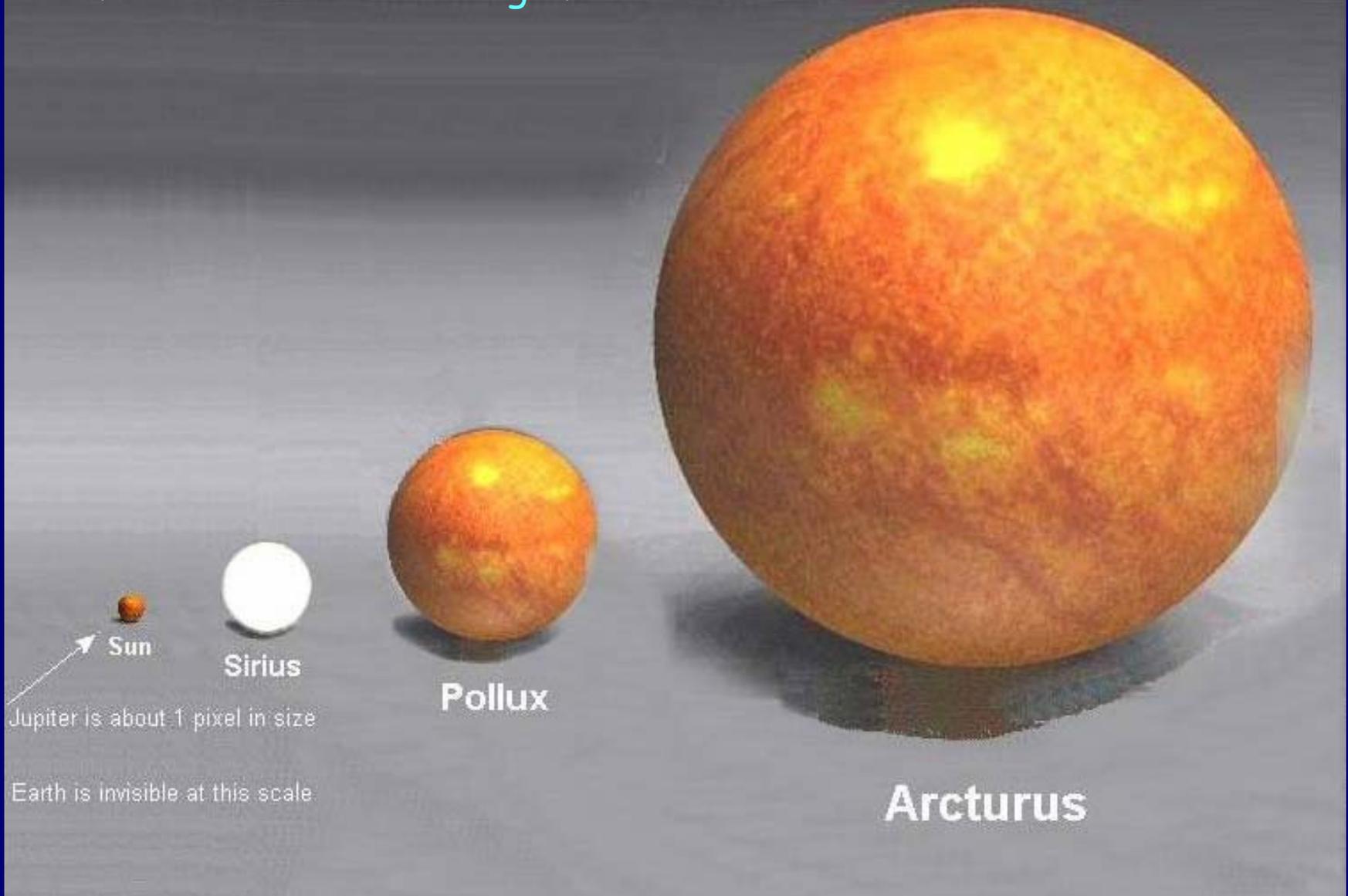
Dimensões de objetos



Unidade astronômica \rightarrow a.u. = 1.5×10^8 km (distância média Terra-Sol) 55

Dimensões de objetos

Tamanhos relativos de algumas estrelas



Dimensões de objetos

Tamanhos relativos de algumas estrelas

Betelgeuse

Antares

Jupiter is invisible at this scale

Sun (1 pixel)

Sirius Pollux Arcturus

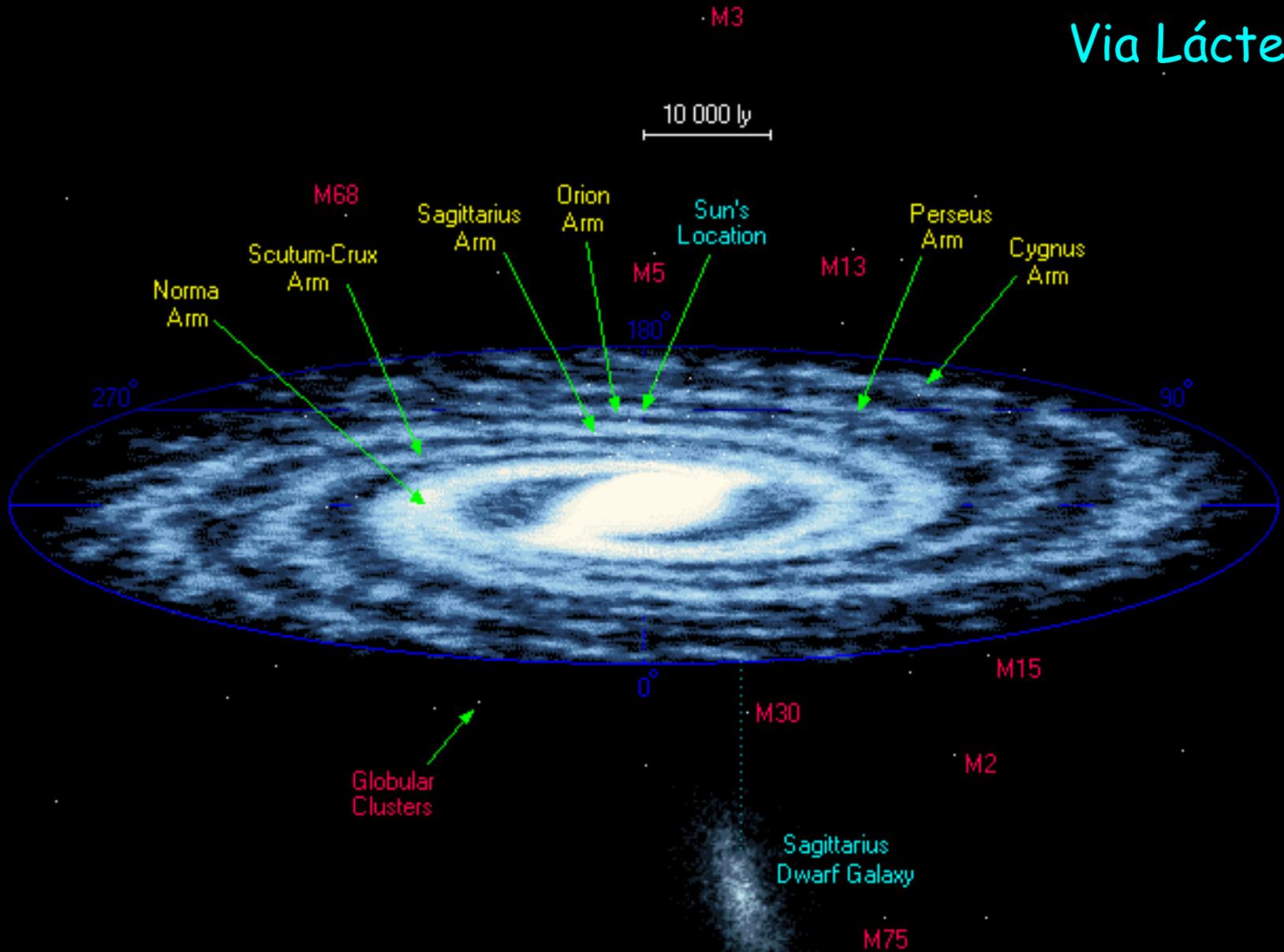
Rigel

Aldebaran



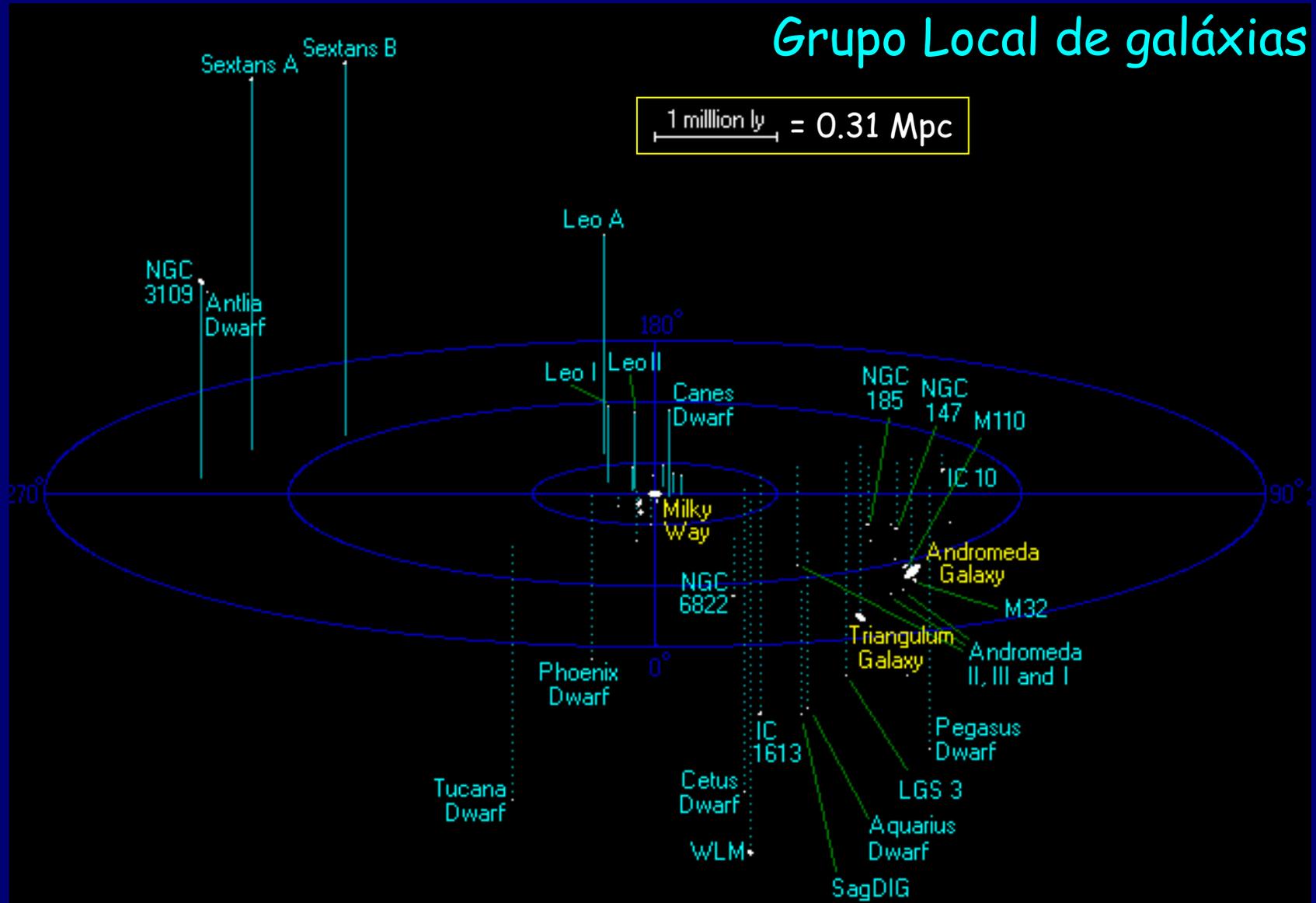
Dimensões de objetos

Via Láctea



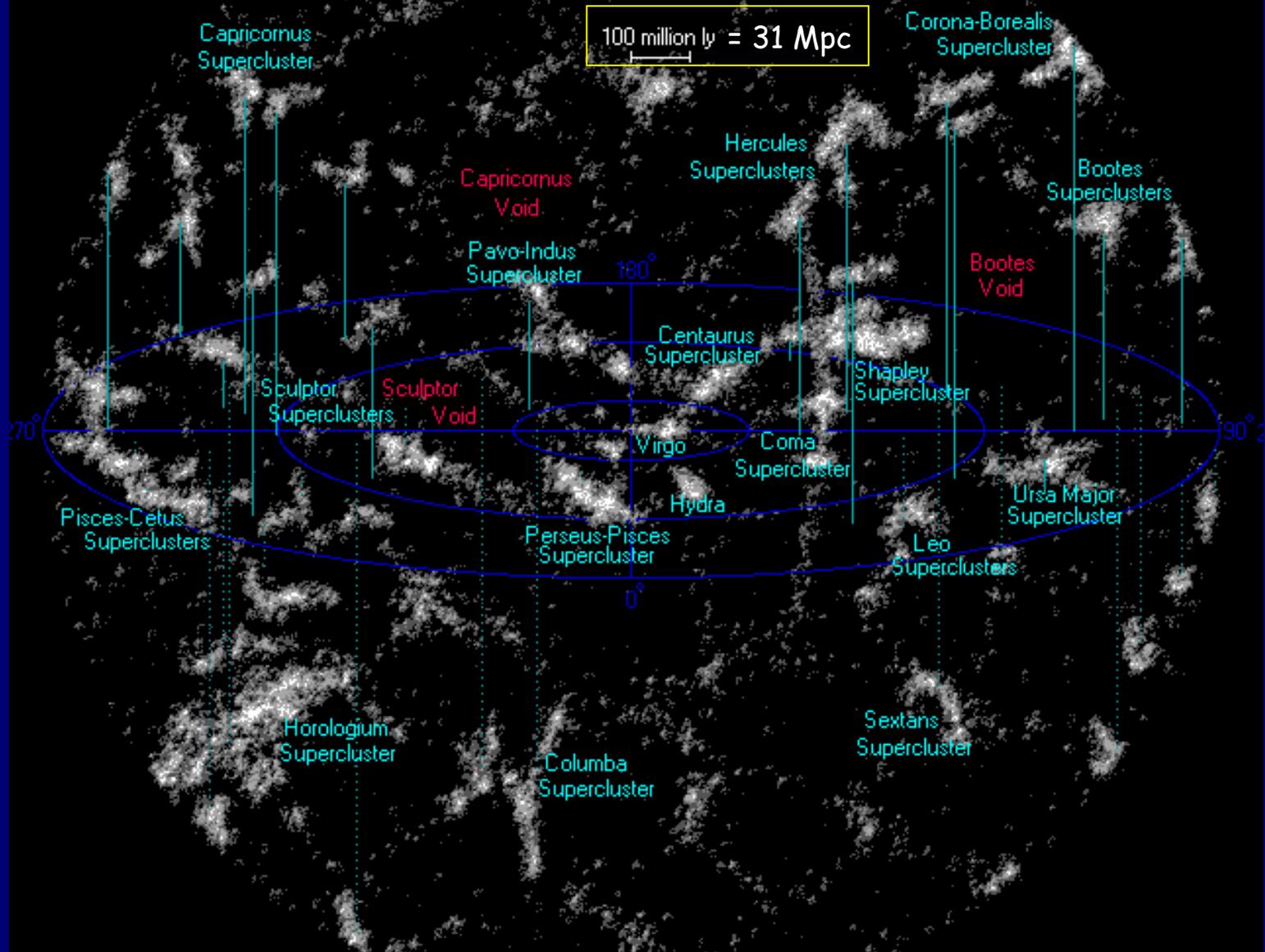
Dimensões de objetos

Grupo Local de galáxias

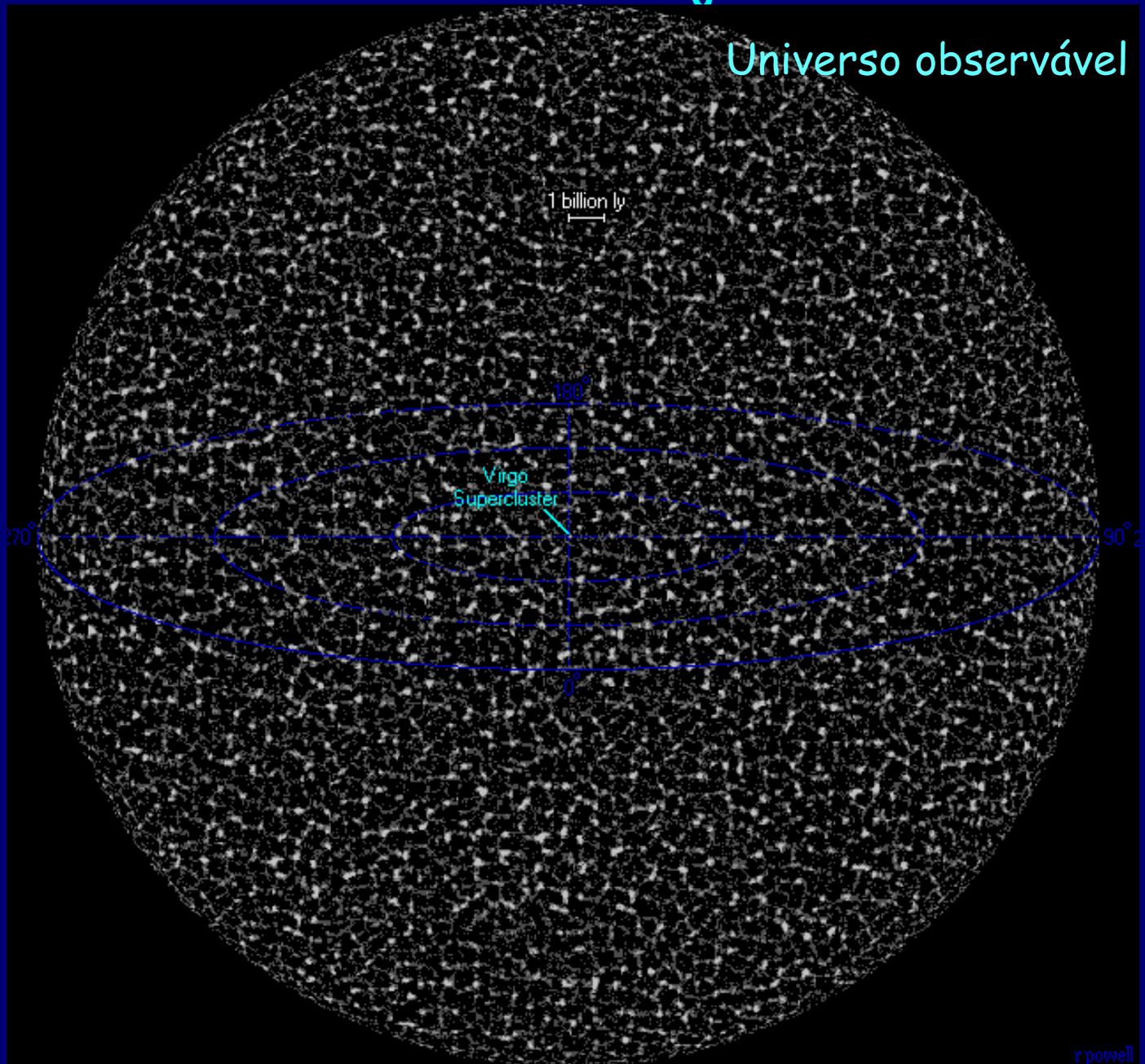


Parsec ----> pc = 3.0×10^{13} km ~ 3.26 a.l.

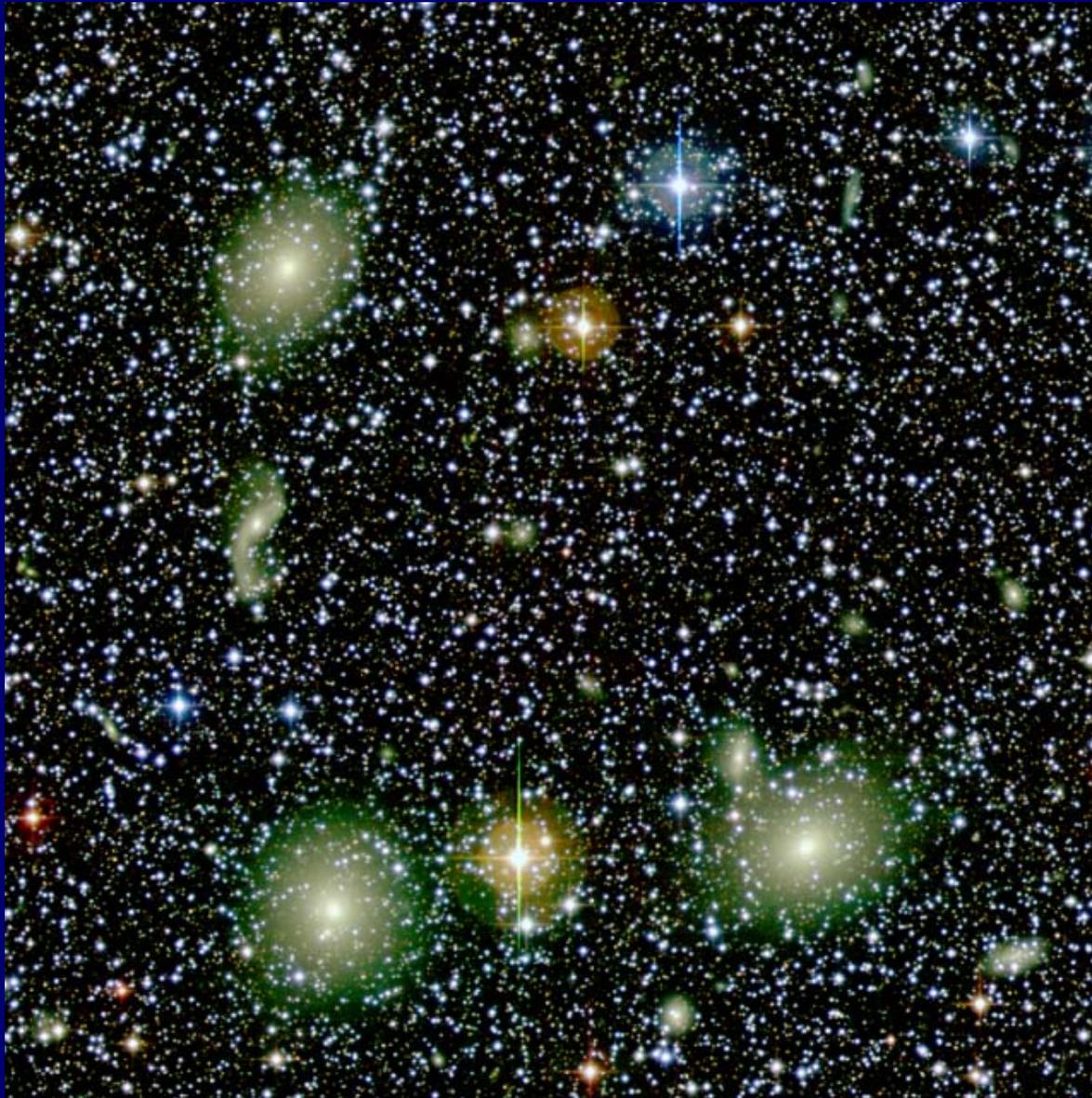
Dimensões de objetos



Dimensões de objetos



Aglomerados de Galáxias



View towards the Great Attractor (Detail)

(MPG/ESO 2.2-m + WFI)

ESO PR Photo 46d/99 (21 December 1999)

© European Southern Observatory



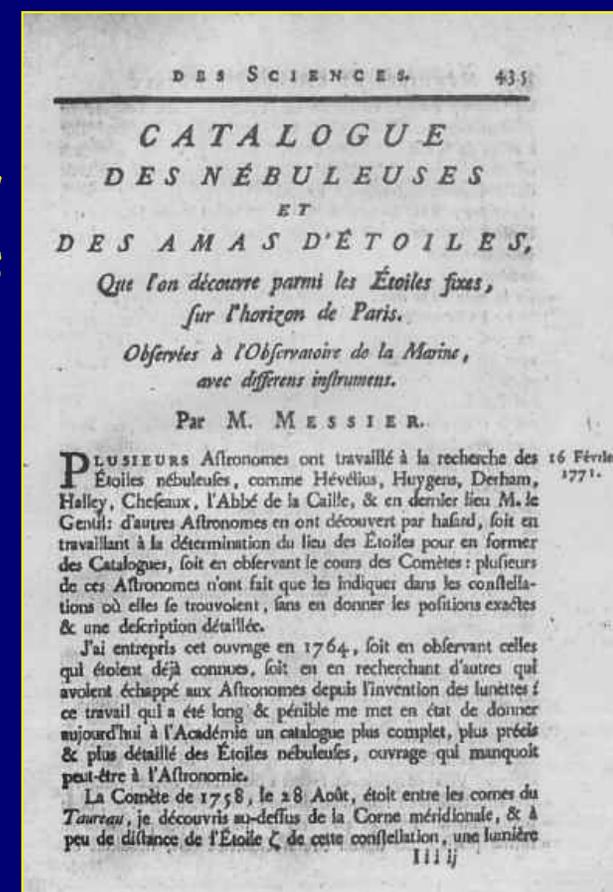
Um pouquinho de história ...

Charles Messier no seu catálogo de "nebulosas" (1784), comentou sobre o grande número destas que ele havia encontrado na constelação de Virgo.

William Herschel (1785) comentou sobre "a impressionante coleção de nebulosas que pode ser vista no que eu chamo de substrato nebuloso de Coma Berenices".

Depois disto vieram muitos: Wolf (1902, 1906) Lundmark (1927), Baade (1928), Christie (1929), Hubble & Humanson (1931), Shapley (1934), Abell (1958), Zwicky et al. (1961-68), entre outros ...

Os aglomerados eram identificados primeiramente pelo aumento local da densidade projetada de galáxias. Hoje com execução de grandes levantamentos de redshift, a identificação pode ser feita em quase 3D. Para amostras mais profundas, pode ser usada fotometria em várias bandas para determinação de um "redshift fotométrico".



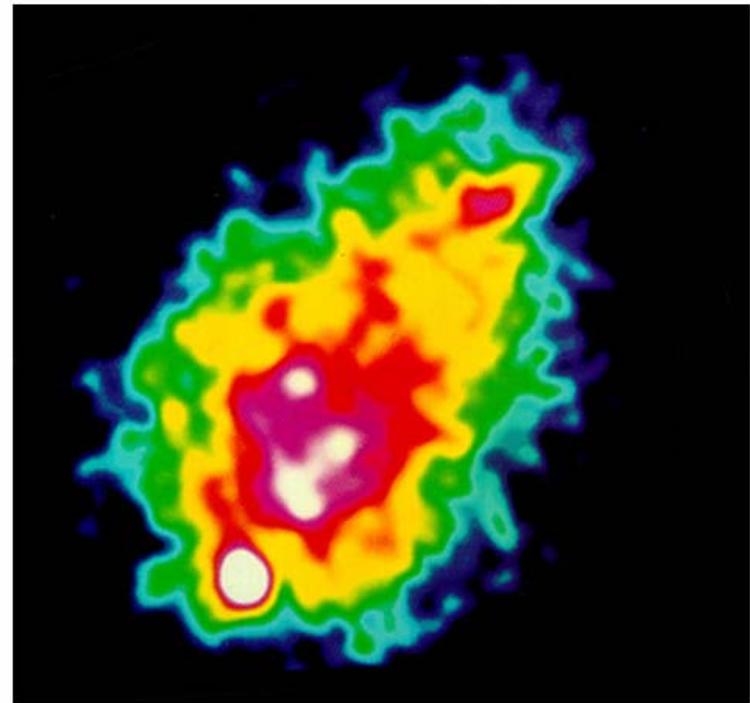
Aglomerados de Galáxias

A maioria das galáxias estão em associações que envolvem desde alguns poucos membros até milhares destes. Os aglomerados são excelentes laboratórios para estudo de formação e evolução de galáxias, além de ter sido encontrado neles, a primeira evidência de matéria escura. São bom traçadores da estrutura em grande escala.

Galaxy cluster A1367



Optical



X-Ray

Aglomerados de Galáxias - Considerações gerais

Devemos ter em mente alguns pontos ao estudarmos aglomerados:

1- Aglomeração de galáxias segue uma hierarquia contínua, sem escalas preferenciais;

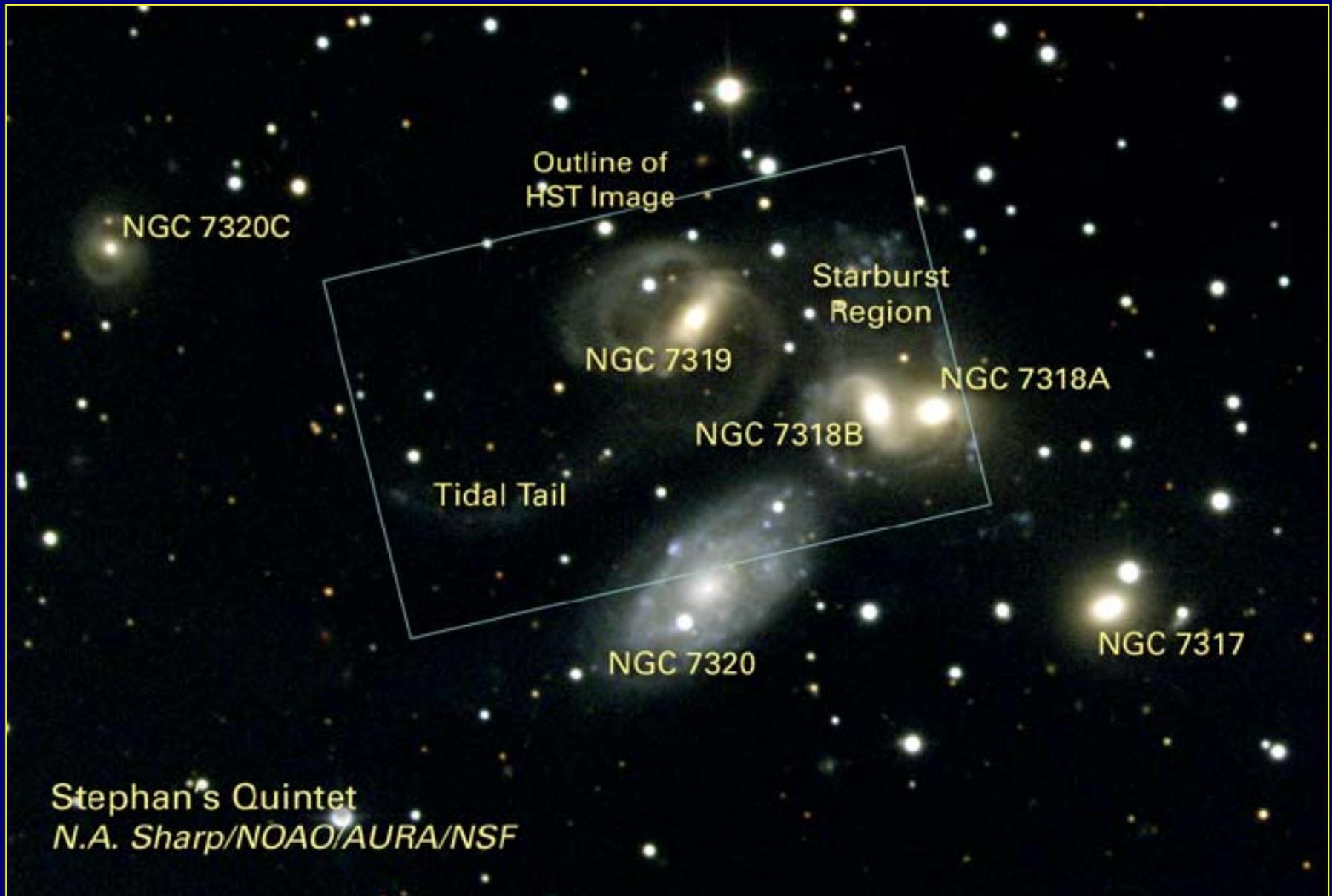
2- A tentativa de identificar aglomerados individuais requer critérios um tanto quanto arbitrários para definição de seus limites;

3- Não existe uma definição única e sem ambigüidades do que seja um aglomerado de galáxias --> não existe método único para identificá-los;

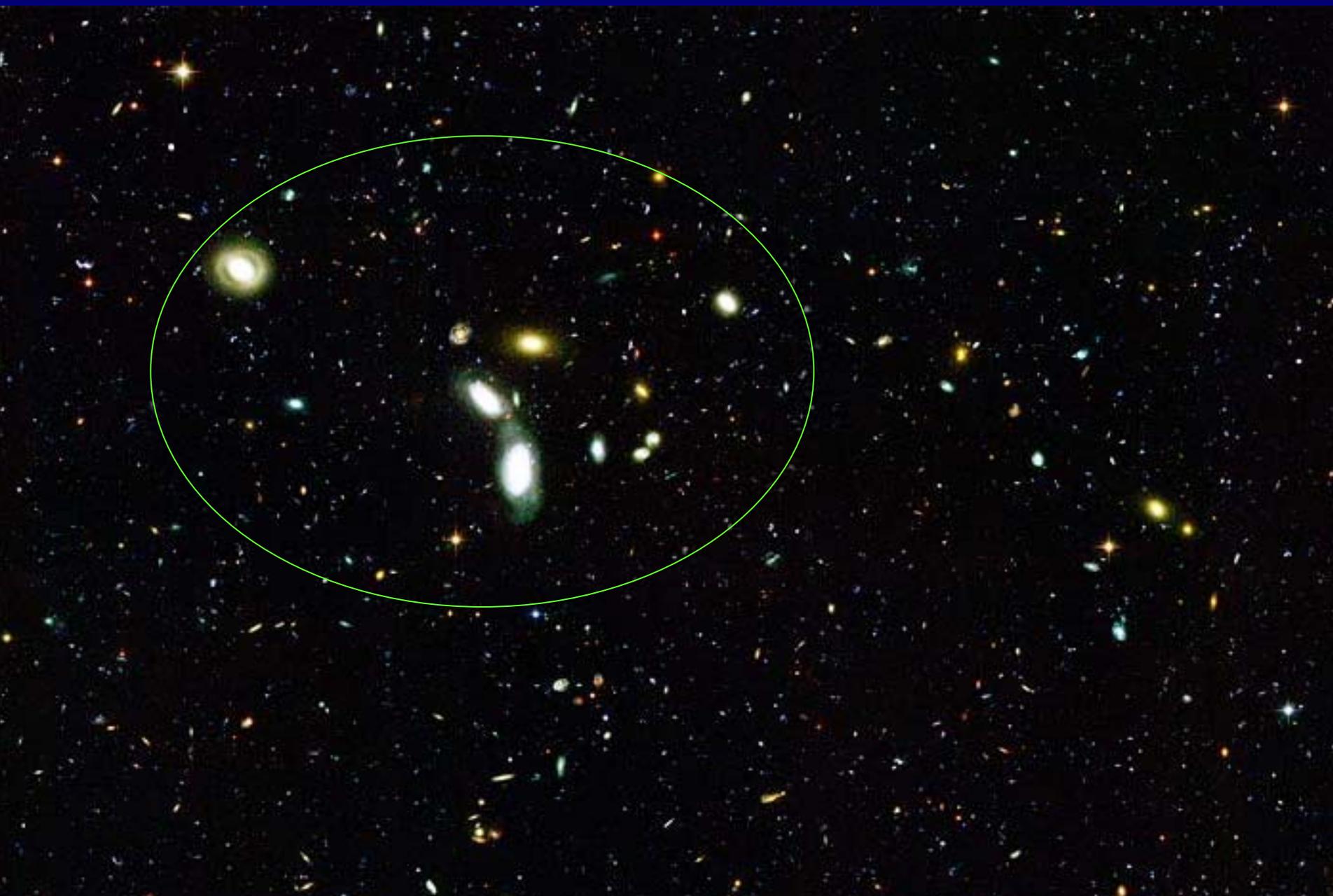
4- Propriedades dos aglomerados irão depender fortemente da forma usada para identificá-los e catalogá-los.

Aglomeración de galáxias - Grupos

Grupos pobres (< 20 galáxias)



Grupo de galáxias distante



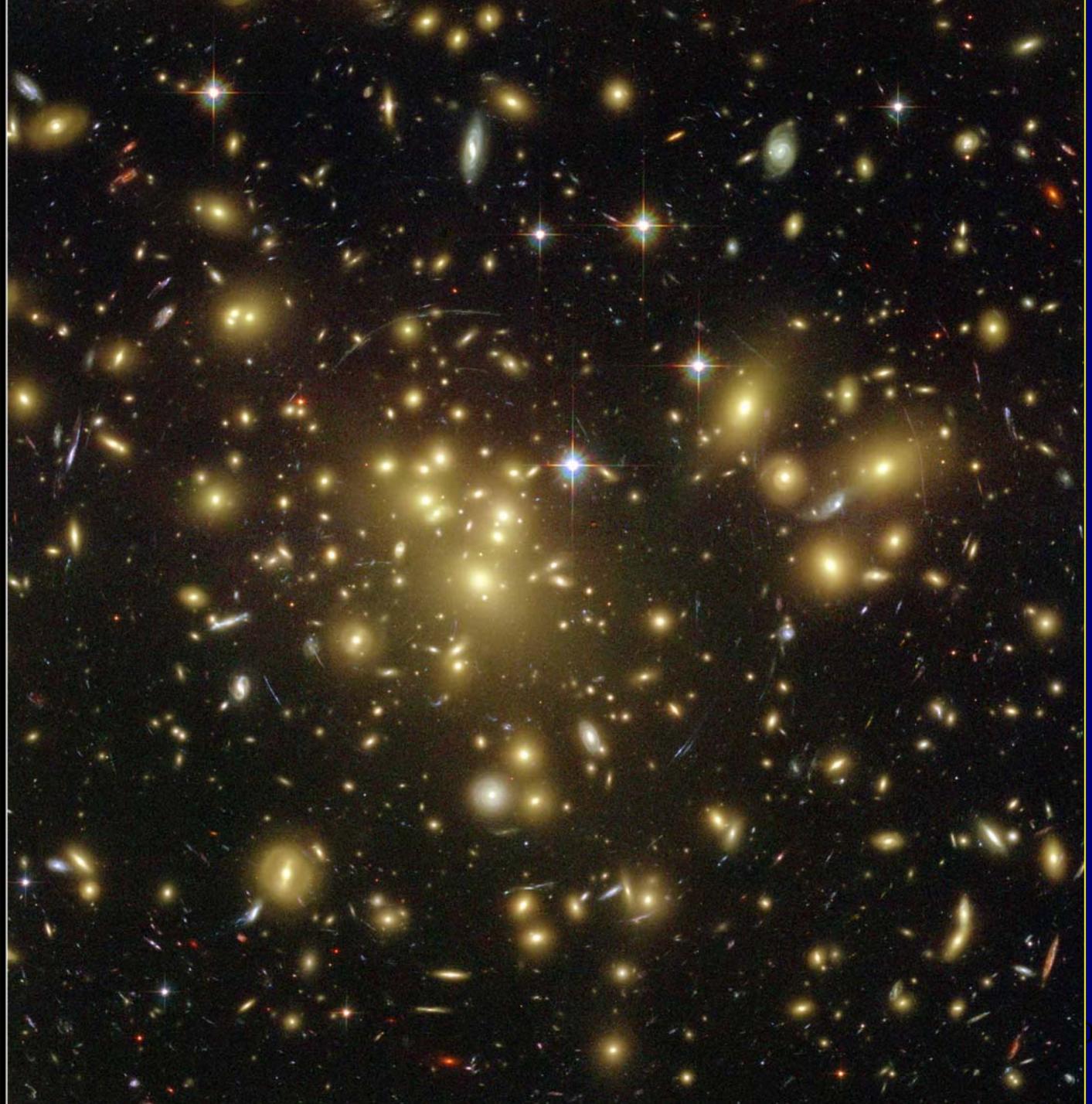
Aglomeración de Galáxias - Aglomerados

(30 - 1000 galáxias)

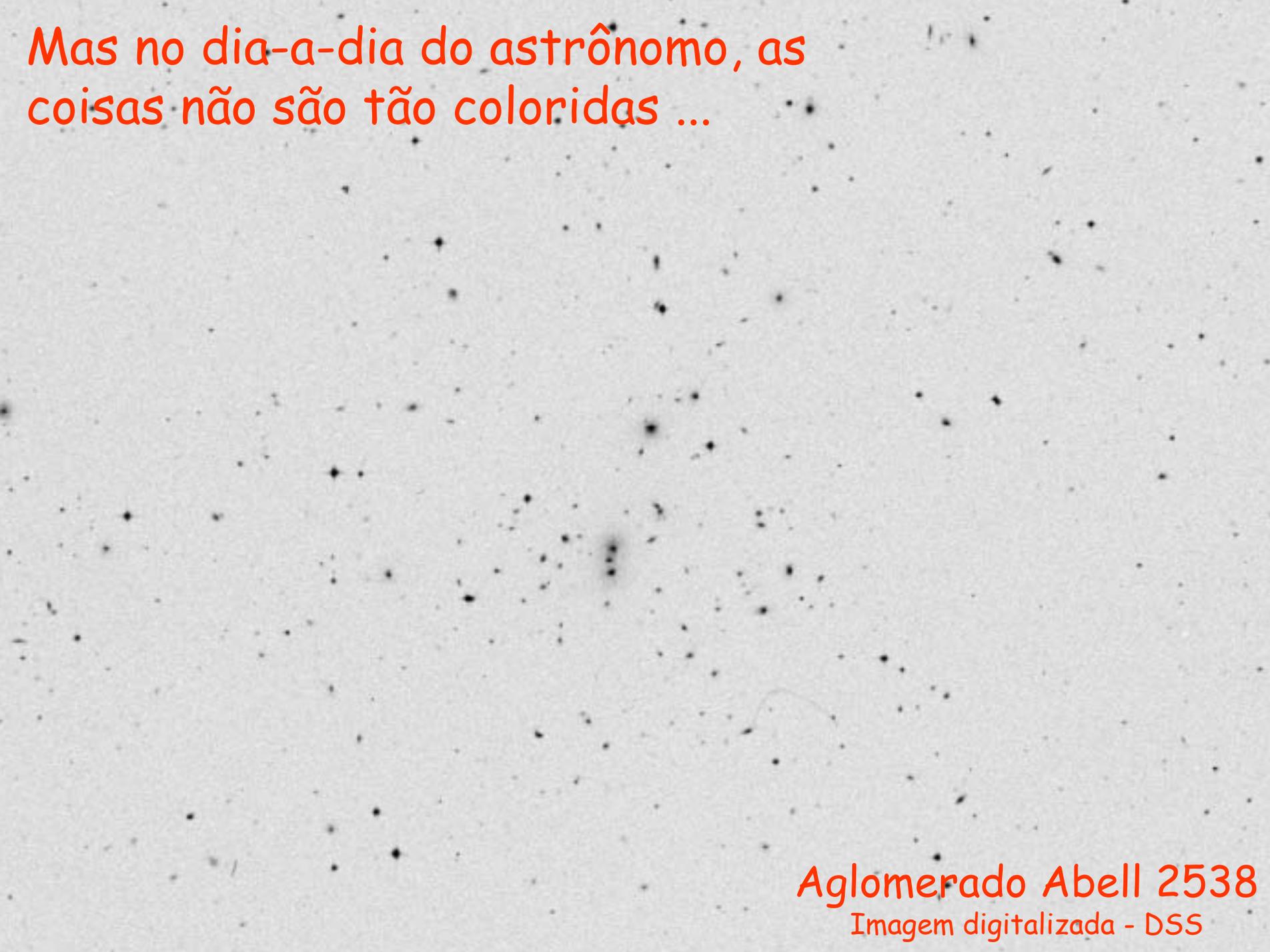
Aglomerado
de Hydra



Aglomerado
Abell 1689



Mas no dia-a-dia do astrônomo, as coisas não são tão coloridas ...



Aglomerado Abell 2538
Imagem digitalizada - DSS

Aglomerados de Galáxias - Catálogos Pioneiros

Boa parte do conhecimento sobre aglomerados foi obtida com o estudo dos aglomerados Abell. Eles foram identificados pelo astrônomo George Abell, através de inspeção visual em placas fotográficas do Levantamento do Observatório Palomar.

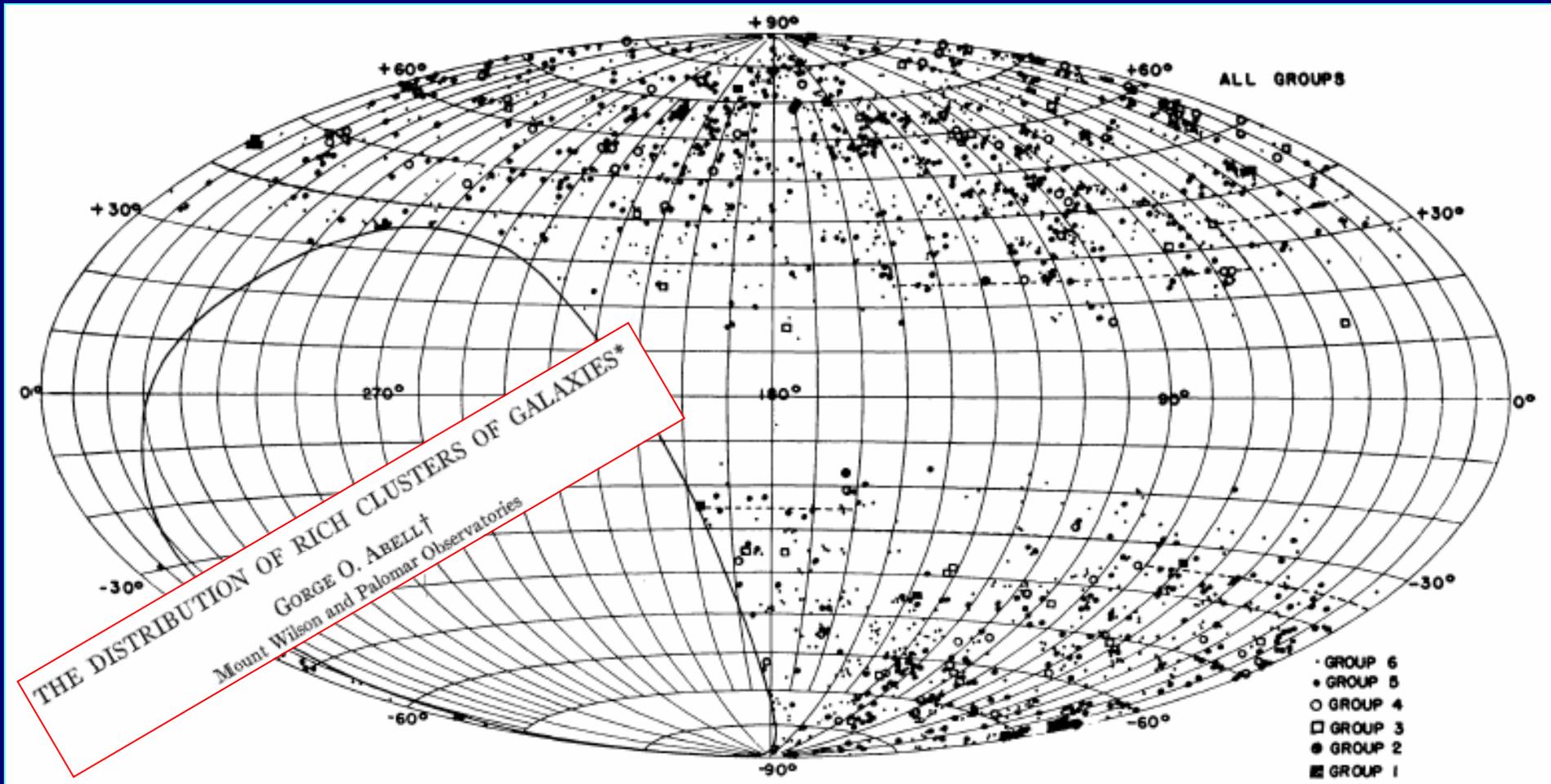


FIG. 7.—The distribution in galactic co-ordinates of the catalogued clusters in richness groups 1–5 and distance groups 1–6, inclusive. The plot is on an Aitoff equal-area projection.

Aglomerados de Galáxias - Catálogos Automatizados

APM* Cluster Catalog - Catálogo construído após digitalização de placas, e uso de software para identificação de galáxias. Com o catálogo de galáxias gerado, aplicou-se um algoritmo para selecionar regiões onde existe uma concentração de galáxias acima da média, entre outros critérios.

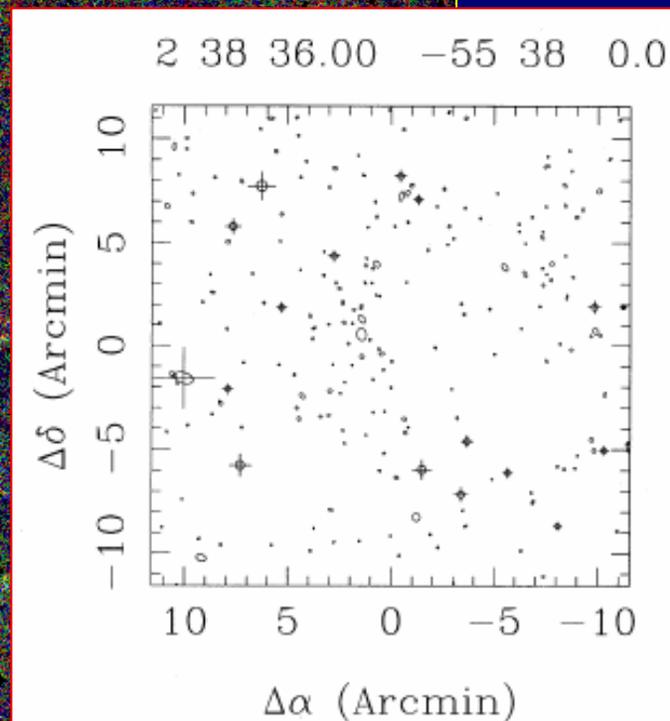
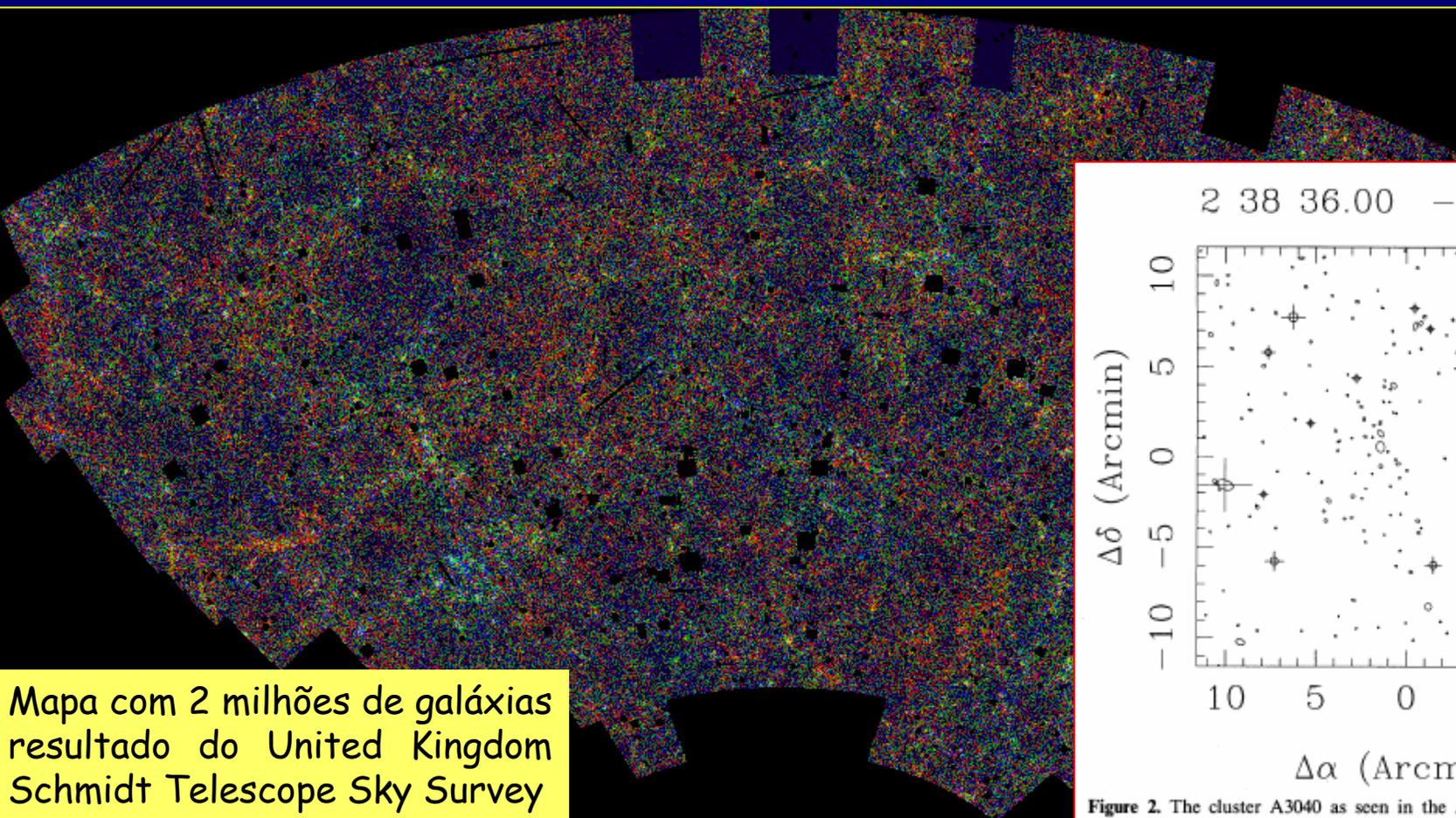


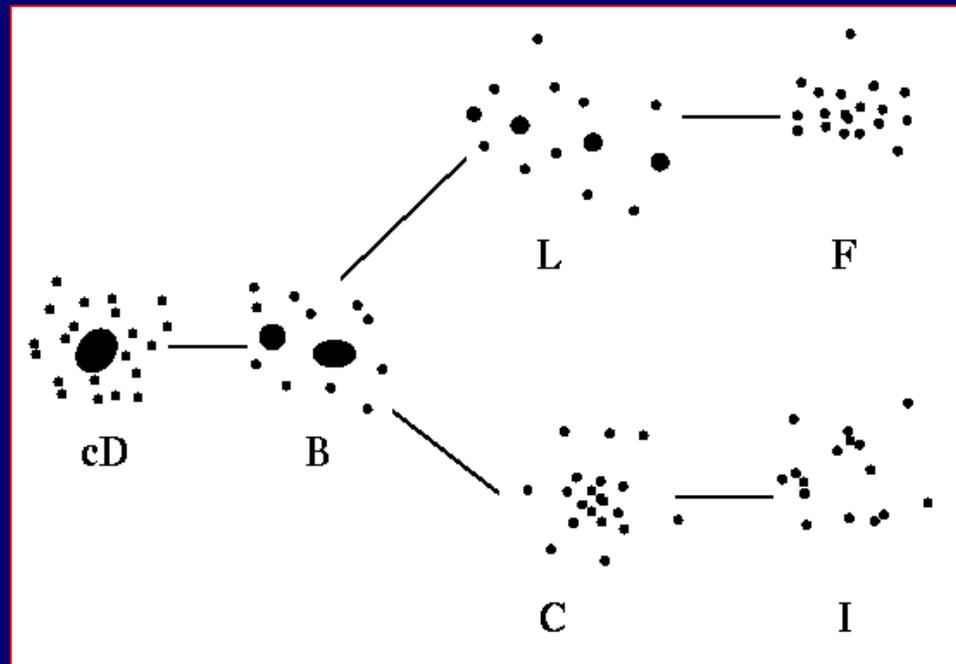
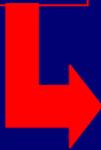
Figure 2. The cluster A3040 as seen in the APM Survey data. The limiting magnitude of the plot is $b_J = 20.65$. The documented redshift is for the large galaxy in the centre of the region.

* Automatic Plate Measuring Machine

Esquema de classificação de aglomerados

- cD** (supergiant) - O aglomerado é dominado por uma galáxia cD;
- B** (binary) - O aglomerado é dominado por um sistema binário;
- L** (line) - Três ou mais dos 10 membros mais brilhantes estão arranjados ao longo de uma linha;
- C** (core) - Pelo menos 4 dos 10 membros mais brilhantes estão no "core" do aglomerado;
- F** (flat) - Várias das galáxias mais brilhantes estão distribuídas em uma configuração mais ou menos achatada;
- I** (irregular) - Distribuição irregular de galáxias.

Rood & Sastry



Ann. Rev. Astrophys. 1977, 15 : 505-40

CLUSTERS OF GALAXIES

Neta A. Bahcall¹

Esquema de classificação de aglomerados (cont.)

Ann. Rev. Astrophys. 1977, 15 : 505-40

CLUSTERS OF GALAXIES

Neta A. Bahcall¹

Bautz & Morgan



Bautz & Morgan (1970) developed a classification system that depends on the relative contrast of the brightest galaxy to the other galaxies in each cluster. The Bautz-Morgan (BM) system has the following five-part form:

- Type I: the cluster is dominated by a single, centrally located, cD galaxy (e.g. A2199);
- Type II: the brightest members are intermediate in appearance between cD galaxies (which have extended envelopes) and normal giant ellipticals (e.g. Coma);
- Type III: the cluster contains no dominant galaxies (e.g. Virgo, Hercules); and two intermediate types, Type I-II and Type II-III.

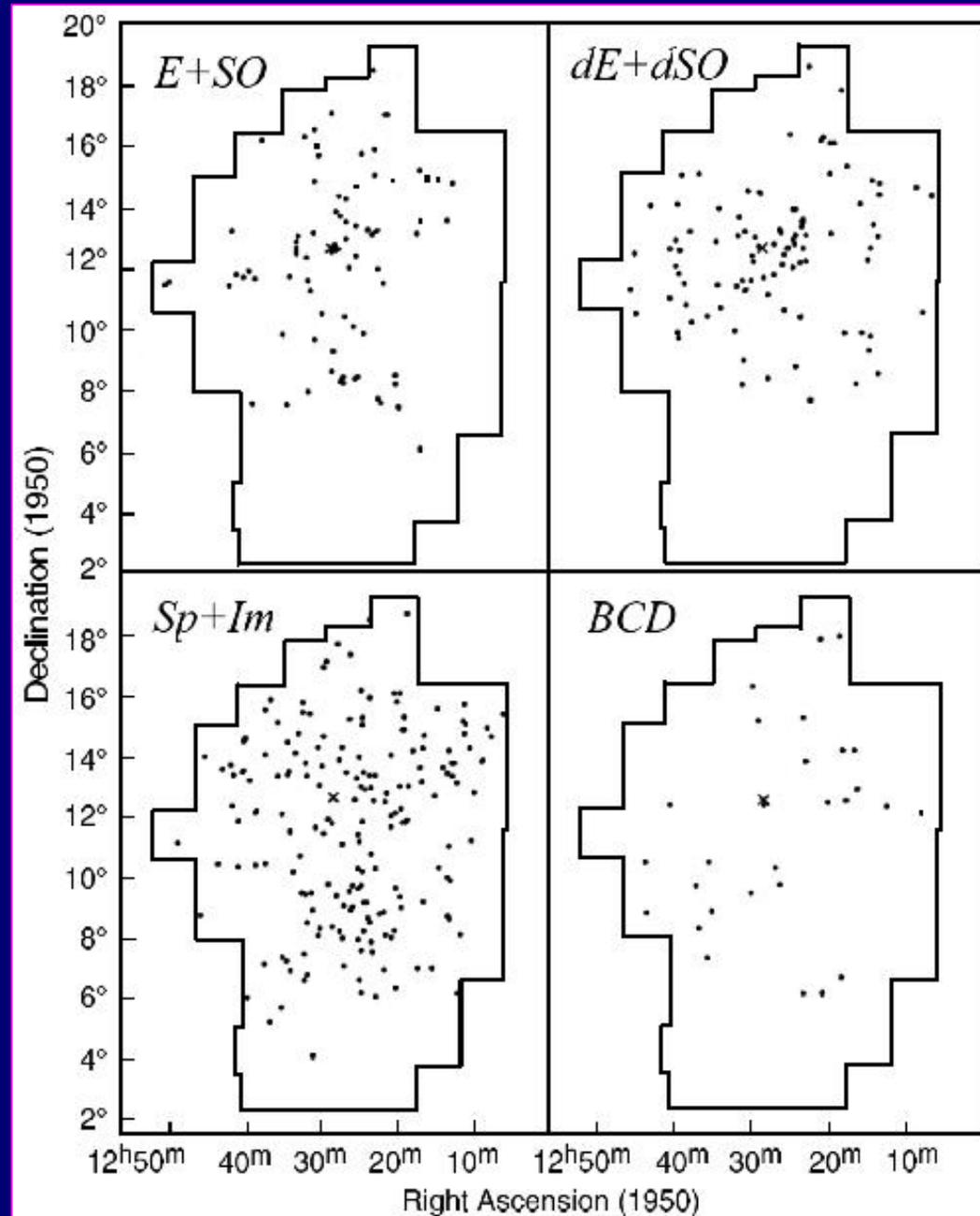
Ver resumo sobre classificação de aglomerados no Apêndice

Tabela comparativa entre parâmetros físicos de Grupos e Aglomerados de galáxias

	# de galáxias	Dimensão (Mpc)	Massa (M_{Sol})	M / L ($M_{\text{Sol}} / L_{\text{Sol}}$)
Grupos	< 50	1.4	10^{13}	260
Aglomerados	50 - 1000	6.0	10^{15}	400

Distribuição por tipos morfológicos no aglomerado de Virgo

Percebe-se uma maior concentração de elípticas nas regiões centrais do aglomerado. Isto mostra que a distribuição de galáxias entre seus diversos tipos morfológicos possui uma dependência da densidade local de galáxia.



Perfis de densidade de aglomerados

Os perfis de densidade produzem informação da distribuição radial de galáxias nos aglomerados. Esta informação pode ser relacionada às teorias de formação e evolução de aglomerados. Genericamente o perfil é descrito por uma função de 3 parâmetros:

$$\rho(r) = \rho_0 f_1(r, R_c, R_h)$$

$$\sigma(r) = \sigma_0 f_2(r, R_c, R_h)$$

onde $\rho(r)$ e $\sigma(r)$ são os perfis espaciais e projetados (de número, massa ou brilho); f_1 e f_2 as funções que melhor se ajustam aos perfis.

Os parâmetros ajustáveis são:

- 1- densidade central --> σ_0 e ρ_0
- 2- uma escala central de comprimento R ; onde o raio do caroço, R_c é definido de maneira que $\rho(R_c) = \rho_0/2$
- 3- uma medida para os limites do aglomerado R_h , que é um raio do Halo ou cutoff. Este parâmetro é importante só a grandes distâncias do centro do aglomerado.

Perfis de densidade de aglomerados (cont.)

Diferentes formas funcionais foram propostas para descrever estes perfis. Geralmente mais de uma delas pode se ajustar bem aos dados. Alguns destes estão descritos abaixo:

$$\Sigma(r) = \Sigma_0 r^{-\alpha}$$

Lei de potência

$$\Sigma(r) = \Sigma_0 \exp\left[-7.67(r/r_e)^{1/4}\right]$$

de Vaucouleurs

$$\Sigma(r) = \Sigma_0 \left[1 + (r/r_c)\right]^{-2}$$

Hubble

$$\Sigma(r) = \Sigma_0 \left[1 + (r/r_c)^2\right]^{-\gamma} \quad \gamma \approx 1$$

King

A2521

A identificação de aglomerados pode ser feita através da inspeção visual em placas, ou por contagens de galáxias em células.

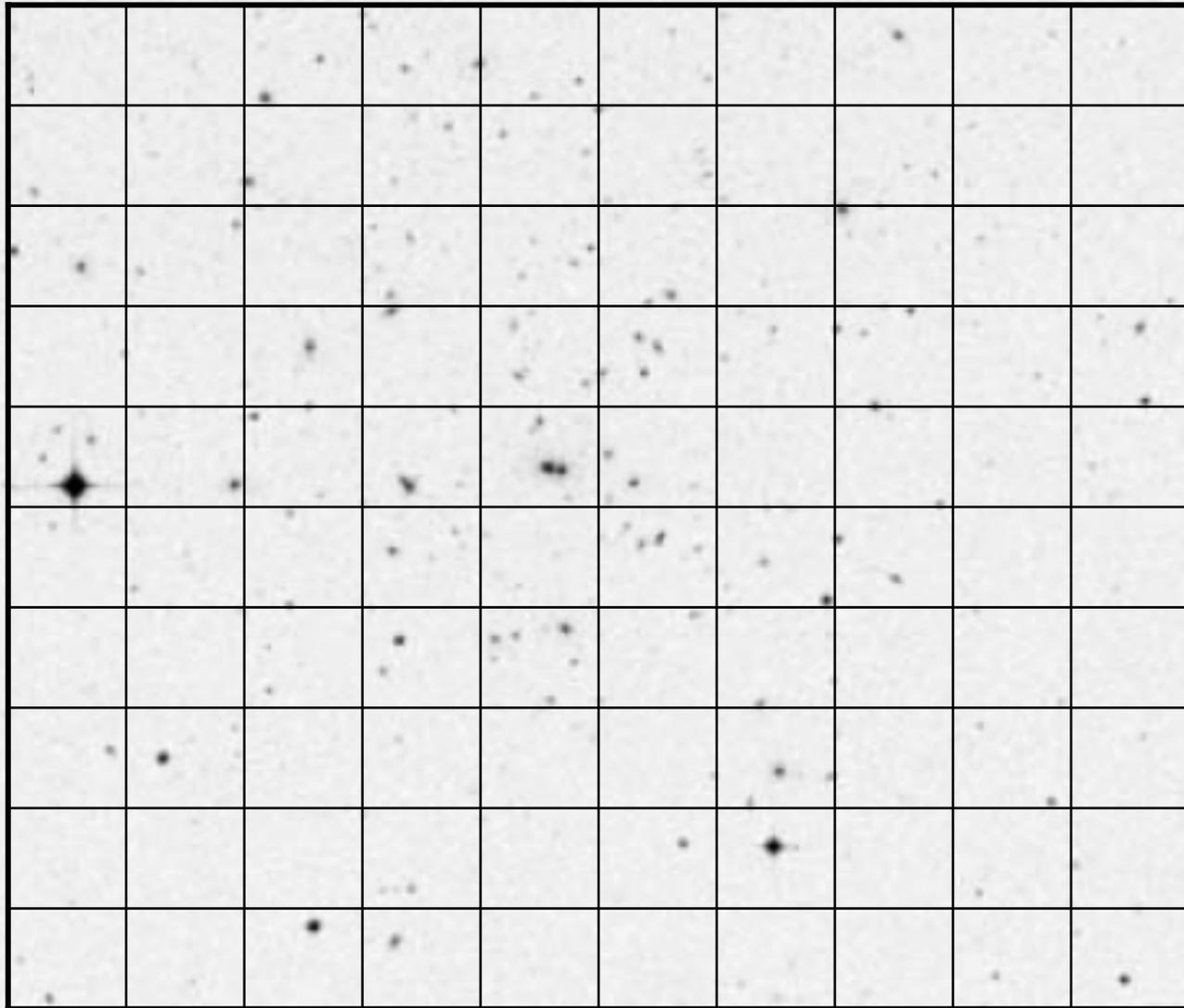
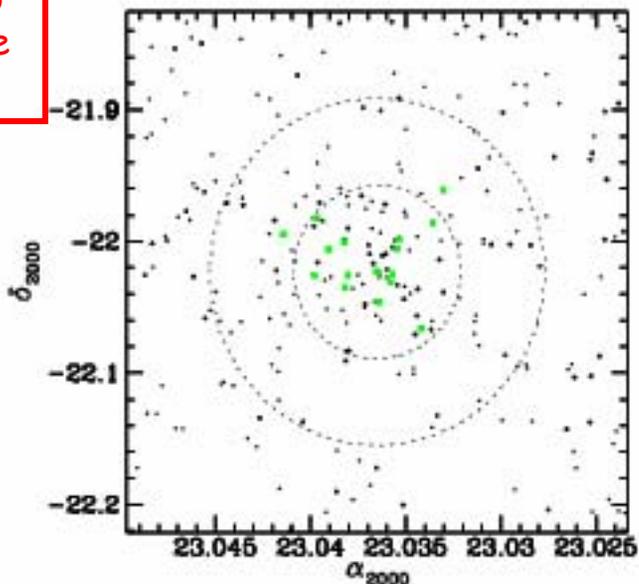
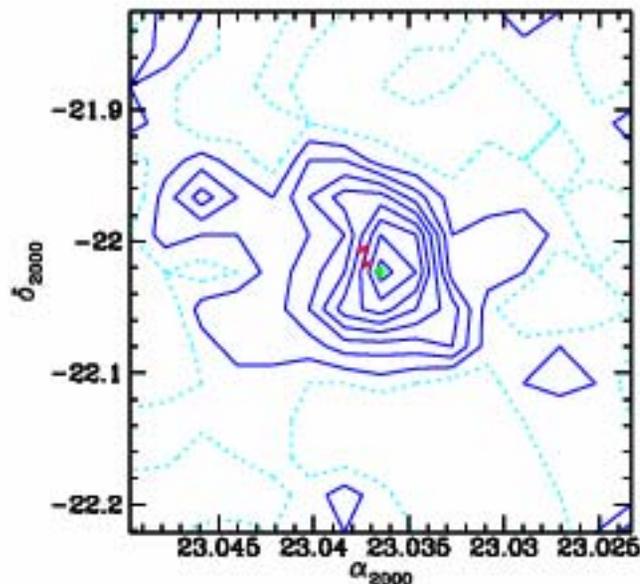


Imagem digitalizada de placa fotográfica (DSS).

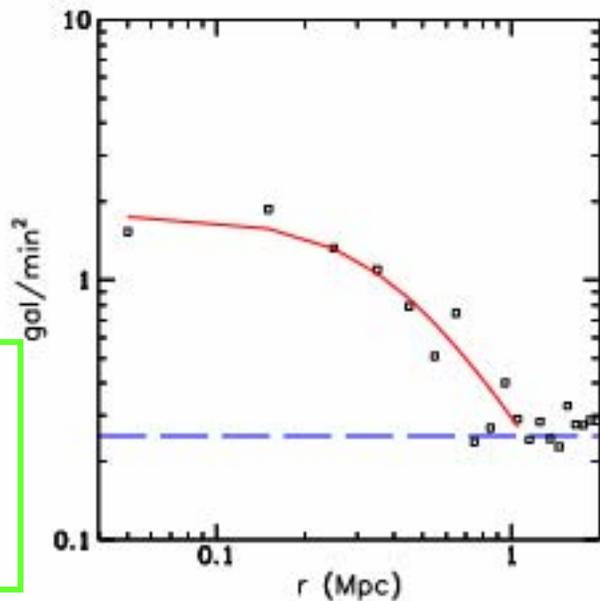
Distribuição projetada de galáxias



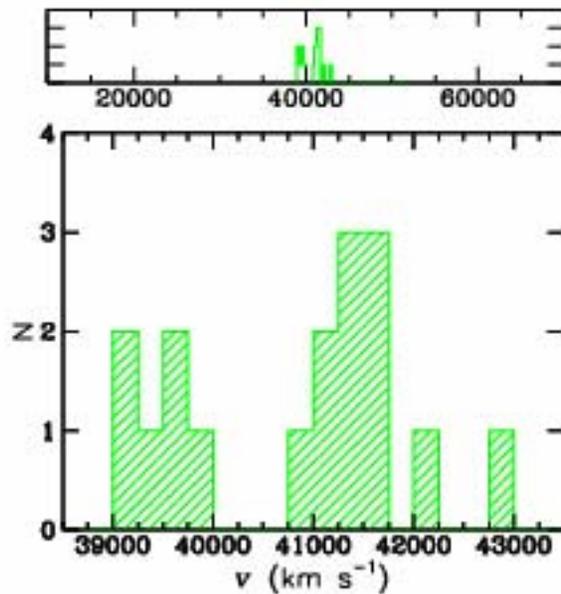
Curvas de isodensidade projetada de galáxias



AqrCC 010 (A2521)



Ajuste de um perfil de King à distribuição projetada de galáxias



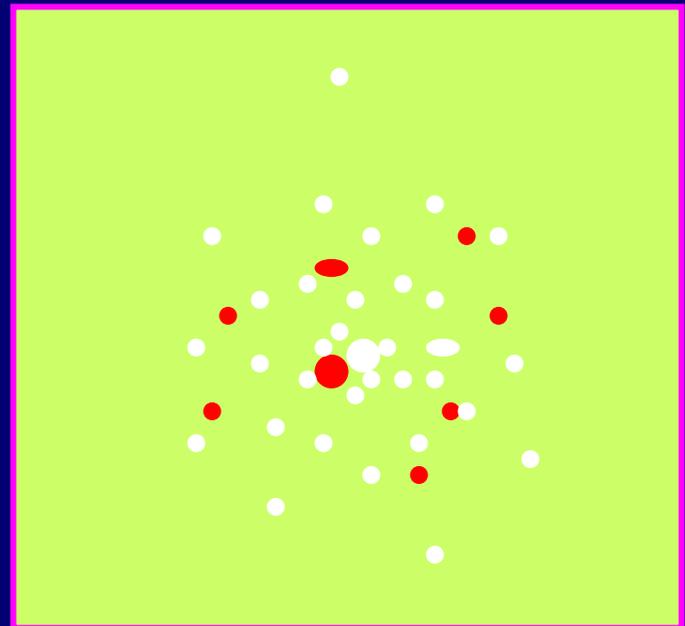
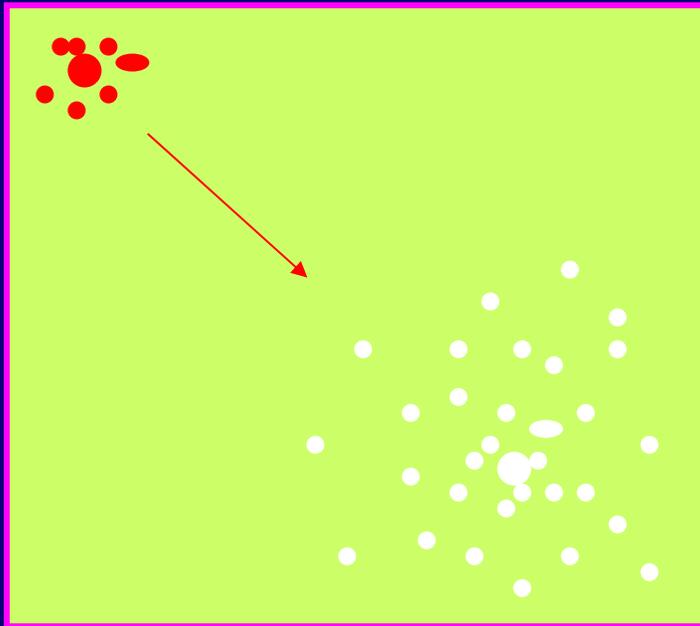
Histograma de velocidades radiais

Exemplo de aglomerado estudado por C. Caretta na região de Aquarius

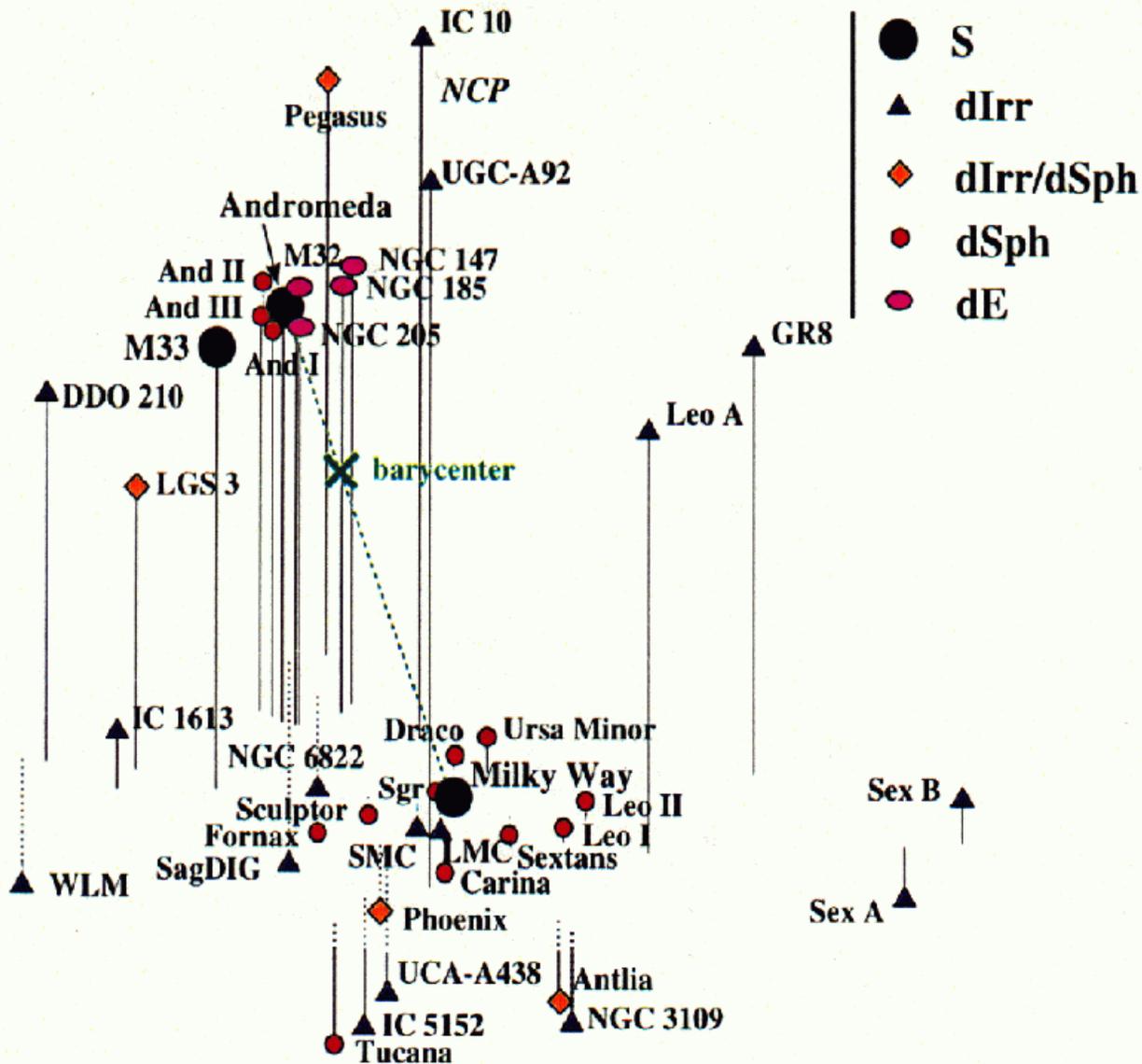
Subestruturas em aglomerados

Aproximadamente metade dos aglomerados apresentam subestruturas. Evolução dinâmica deve rapidamente apagar indícios de subestruturas, portanto, como é muito comum a presença destas, isto indica que a maioria dos aglomerados se formaram recentemente, ou ainda estão em processo de formação. Por outro lado, se aglomerados são jovens, eles devem carregar informações sobre as condições iniciais de sua época de formação.

Evolução Dinâmica



Sub-estruturas em aglomerados - cont.



Até o Grupo Local possui sub-estruturas

Tamanhos de aglomerados

Uma vez que aglomerados não apresentam um limite físico óbvio, o seu tamanho não é uma propriedade definida de maneira unívoca. Apresentamos abaixo algumas definições para raios de aglomerados:

Raio Gravitacional - É o raio no qual a energia cinética das galáxias aproximadamente se iguala a energia gravitacional:

$$R_G = \frac{2GM}{3v_r^2} \approx 2 \left(\frac{M}{10^{15}} M_{Sol} \right) / \left(\frac{v_r}{10^3} km s^{-1} \right)^2 \quad (\text{Mpc})$$

onde M é a massa do aglomerado e v_r é a sua dispersão de velocidades, observada na direção radial.

Raio do Caroço - É o raio no qual a densidade de galáxias é igual à metade da densidade central ($\rho(R_c) = \rho_0/2$). Bahcall encontrou que este raio é mais ou menos o mesmo para aglomerados regulares de um estudo que fez para 15 aglomerados:

$$R_c = (0.25 \pm 0.04) h_{50}^{-1} \quad (\text{Mpc})$$

Tamanhos de aglomerados - (cont.)

Raio do Halo - Seria o raio de cutoff de uma esfera isotérmica. Na prática determinado via uma função ajustada ao perfil de densidade.

$$R_h \cong 20 R_c$$

Raio Harmônico - Descreve a separação média projetada das galáxias:

$$R_H = \frac{N(N-1)/2}{\sum_i \sum_{j>i} R_{ij}^{-1}} = D_A \frac{N(N-1)}{2} \left(\sum_i \sum_{j>i} \frac{1}{\theta_{ij}} \right)^{-1}$$

onde $D_A = \frac{c}{H_0} \frac{1}{(1+z)^2} \frac{[q_0 z + (q_0 - 1)(\sqrt{2q_0 z + 1} - 1)]}{q_0^2}$

onde N é o número de galáxias, θ a separação entre cada par, H_0 a constante de Hubble, z o redshift, q_0 o parâmetro de desaceleração.

Tempos Característicos

 h_{50}^{-1}

Crossing Time (tempo de travessia) - Uma dada galáxia movendo-se dentro de um aglomerado com velocidade v , irá percorrer o raio R do aglomerado em um tempo:

$$T_{CR} = R/v \approx 6 \times 10^8 \left[(R/Mpc) / (v/10^3 \text{ kms}^{-1}) \right] \text{ (anos)}$$

Para uma galáxia localizada na periferia, este tempo pode ser da ordem do tempo de Hubble.

Tempo de Resfriamento - É o tempo que leva o gás intra-aglomerado para resfriar-se via emissão de raios-x:

$$T_{BR} = 9 \times 10^7 T_8^{1/2} n_e^{-1} \text{ (anos)}$$

onde T_8 é a temperatura do gás em 10^8 K, n_e a densidade eletrônica. Para densidades típicas de $n_e \sim 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$, $T_{BR} \sim 10^{10} - 10^{11}$ anos, fazendo com que o aglomerado emita raios-X por toda sua vida.

Massas de aglomerados

Assumindo que os aglomerados possuem simetria esférica, não possuem rotação significativa, e que a distribuição de massa segue a distribuição de suas galáxias, podemos aplicar o Teorema do Virial ($E = \langle U \rangle / 2$). A estimativa de massa de um aglomerado é dada por:

$$M_V = \frac{\sigma^2 R}{G} = \frac{3\pi}{2G} \sigma_V^2 R_H$$

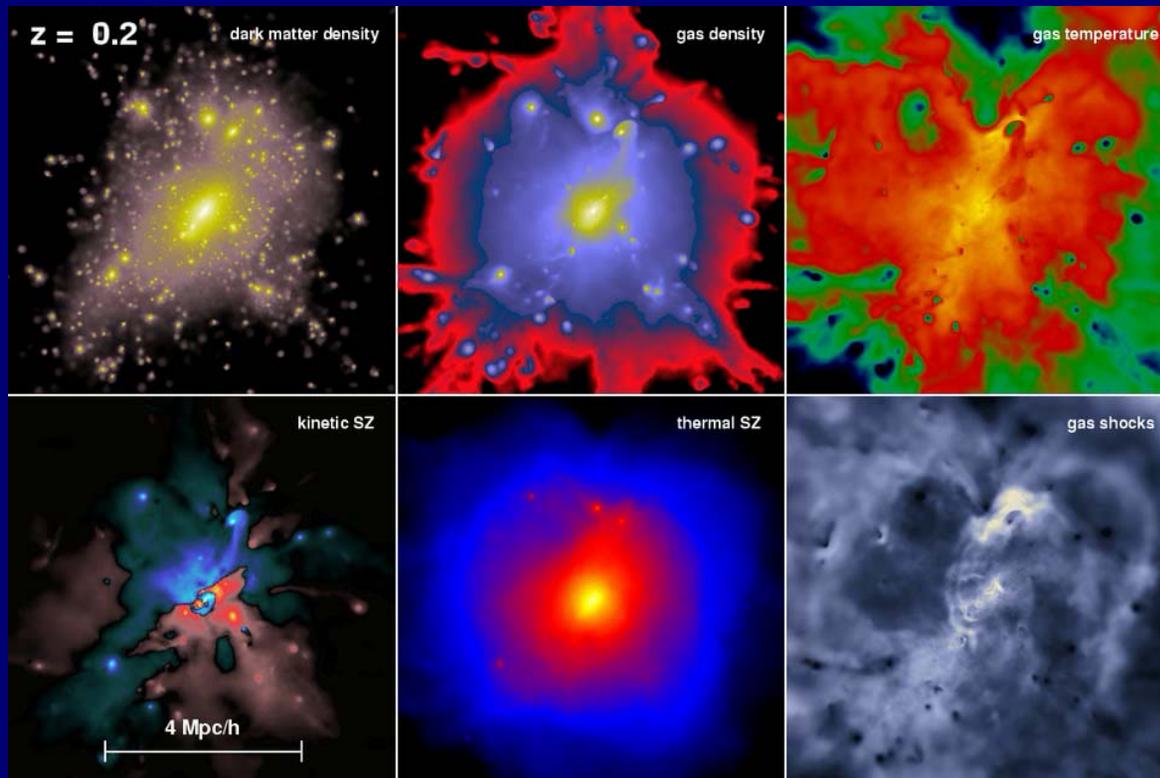
onde σ_V é a componente de σ na direção radial, equivalente a $\sqrt{3}\sigma$ para o caso isotrópico, e $\pi/2$ é a correção pelo uso do raio harmônico projetado (R_H).

Estimativas de massas são difíceis de serem obtidas na prática devido as incertezas introduzidas na determinação de σ por fatores como: galáxias intrusas (sobre-estimativa), observação dos objetos mais brilhantes que estão sujeitos à segregação luminosa/massa (sub-estimativa), além de sua dependência com a abertura até onde ela é computada.

A maior fonte de erro em R_H é atribuída a efeitos de projeção.

Formação e evolução de um aglomerado de galáxias, mostrando as diversas componentes de matéria do mesmo.

[..\filmes\S2_960x640.avi](#)



Apêndice

Propriedades Fundamentais de Galáxias Espirais

Relação Tully-Fisher - cont.

Justificativa da relação T-F

A massa da galáxia pode ser estimada pela expressão:

$$M = \frac{V_{\text{máx}}^2 R}{G}$$

Supondo que a relação M/L é a mesma para todas galáxias espirais ($M/L=1/k_{ML}$, onde k_{ML} é uma constante), podemos escrever a eq. acima:

$$L = k_{ML} \frac{V_{\text{máx}}^2 R}{G}$$

Supondo que todas as galáxias espirais tem o mesmo brilho superficial (lembrar lei de Freeman para μ_0), então $L/R^2=k_{BS}$, sendo k_{BS} outra constante. Eliminado R da expressão da luminosidade temos:

$$L = \frac{k_{ML}^2 V_{\text{máx}}^4}{k_{BS} G^2} = k V_{\text{máx}}^4$$

Propriedades Fundamentais de Galáxias Espirais

Relação Tully-Fisher - cont.

Podemos expressar a luminosidade em magnitudes absolutas através da relação:

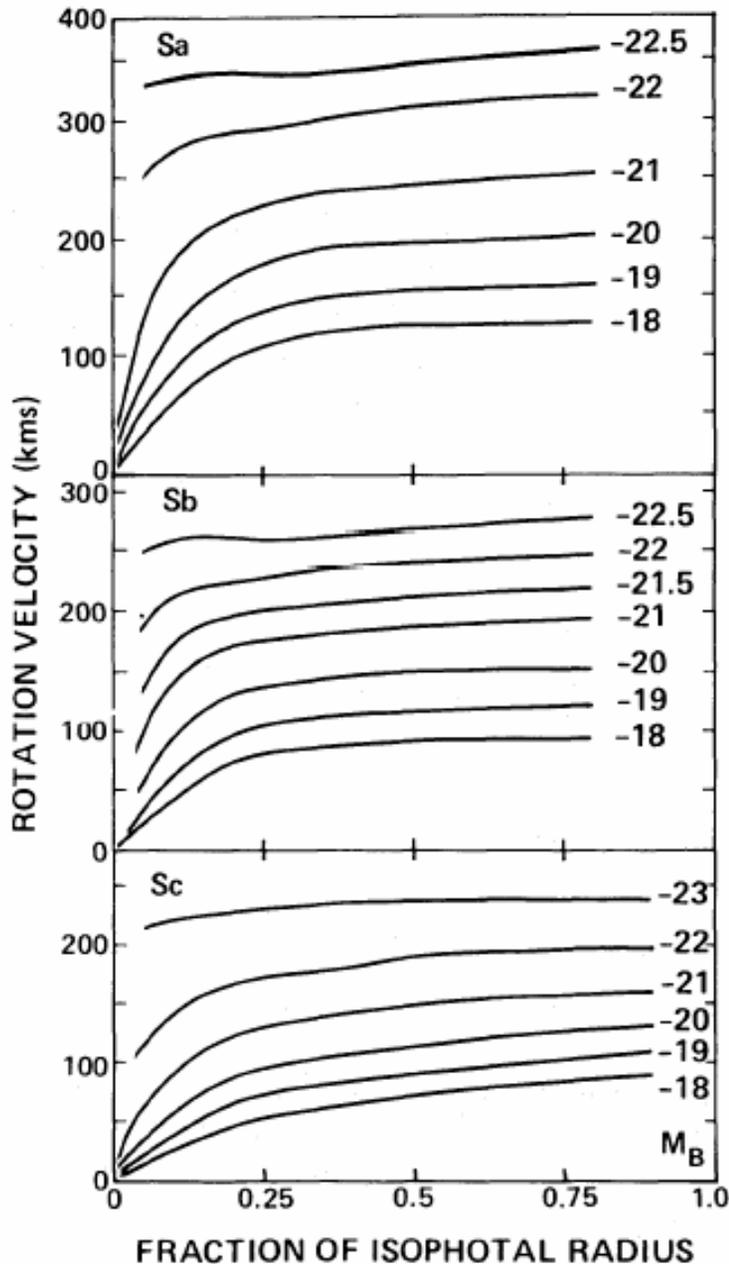
$$M = M_{Sol} - 2.5 \log_{10} \left(\frac{L}{L_{Sol}} \right)$$

Substituindo na eq. acima o valor da luminosidade em função de $v_{máx}$:

$$\begin{aligned} M &= M_{Sol} - 2.5 \log_{10} V_{máx}^4 - 2.5 \log_{10} k + 2.5 \log_{10} L_{Sol} \\ &= -10 \log_{10} V_{máx} + cte \end{aligned}$$

A constante permanece sem determinação na derivação acima. Como a relação $T-F$ depende da distribuição de massa e das variações da razão M/L das galáxias, teremos além de um espalhamento nesta relação, uma dependência com o tipo morfológico.

Curvas de rotação para galáxias espirais



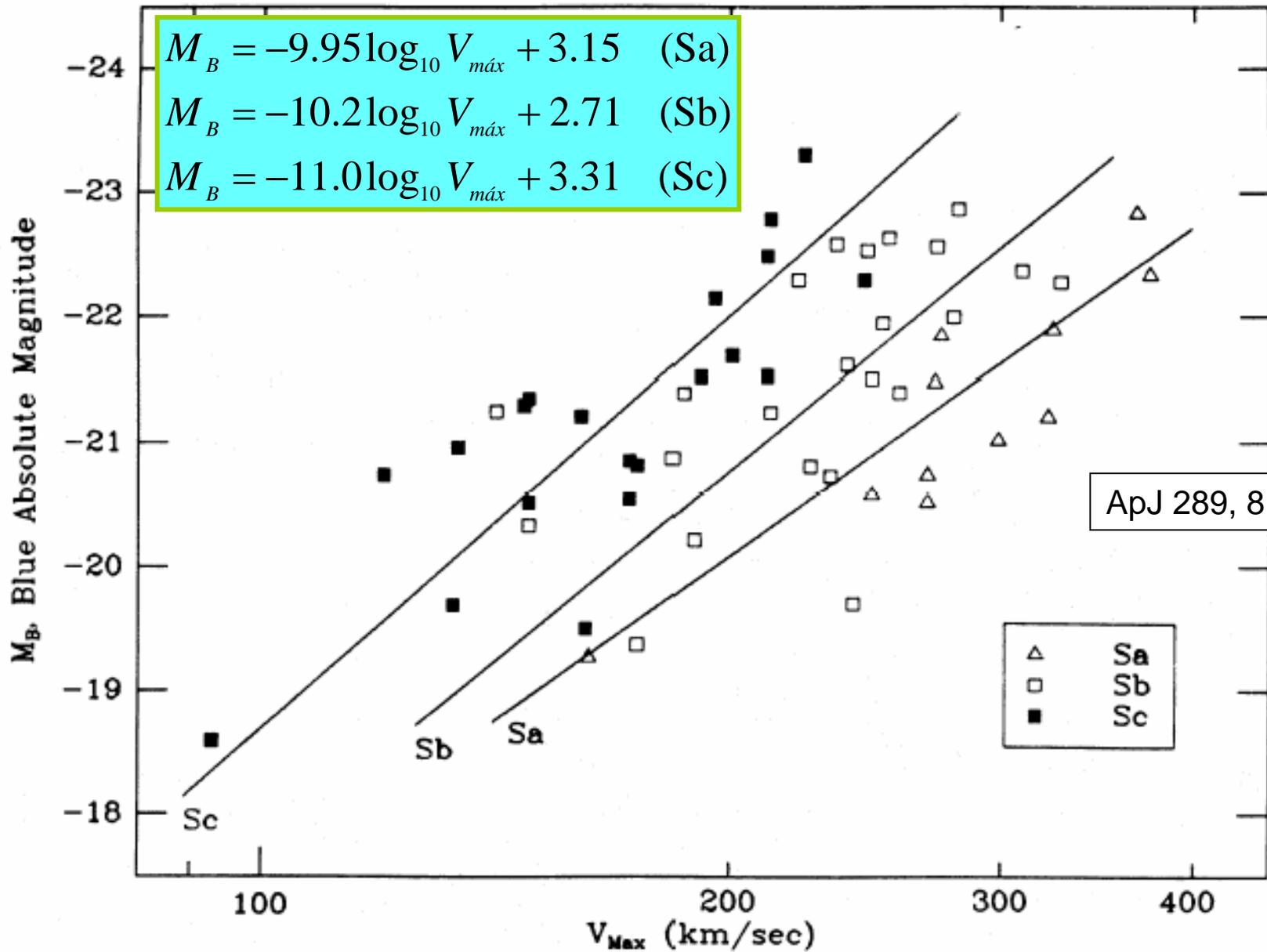
Variações nas curvas de rotação médias para galáxias Sa, Sb, e Sc como uma função da magnitude na banda *B*.

ApJ 289, 81, 1985

Atenção: para se obter velocidades de rotação de galáxias, as medidas tem que ser corrigidas pela inclinação da galáxia.

$$V_{\text{cor}} = V_{\text{obs}} / \text{sen}(i)$$

Relação Tully-Fisher na banda B



O porquê do Plano Fundamental

Teorema do Virial: soma das energias potencial (E_{pot}) e cinética (E_{cin}) deve ser menor que zero para um sistema gravitacionalmente ligado, como é o caso de uma galáxia.

$$-E_{\text{pot}} = K_e E_{\text{cin}} \quad K_e > 1 \quad (1)$$

$$E_{\text{pot}} = -GM^2/\langle R \rangle$$

$$E_{\text{cin}} = M\langle V^2 \rangle / 2$$

onde M , $\langle R \rangle$ e $\langle V^2 \rangle$ são medidas da massa, raio efetivo e velocidade quadrática média de uma galáxia,

Reescrevendo equação (1): $G M/\langle R \rangle = K_e \langle V^2 \rangle / 2$

Em particular, para um sistema virializado $K_e = 2$. Esta constante pode ser vista como uma medida do estágio de desenvolvimento em que se encontra a galáxia, sendo que o final corresponde ao equilíbrio atingido por um sistema virializado.

Relação entre $\langle R \rangle$, $\langle V^2 \rangle$ e luminosidade L com as quantidades observáveis r_e (raio de de Vaucouleurs), dispersão de velocidades σ e brilho superficial médio dentro de r_e $\langle I \rangle_e$ pode ser feita tomando-se cuidado para permitir que hajam variações nas propriedades físicas das galáxias, já que devem refletir as histórias de formação e evolução desses objetos. Assim:

$$\begin{aligned}r_e &= K_r \langle R \rangle \\ \sigma^2 &= K_v \langle V^2 \rangle \\ L &= K_l \langle I \rangle_e r_e^2\end{aligned}$$

Os parâmetros K incorporam a estrutura interna das galáxias, seja quanto a distribuição de densidade de massa (K_r), a dinâmica (K_v) ou a distribuição de luminosidade (K_l). A presença de K_r possibilita que haja diferença entre o raio projetado r_e e a quantidade física real $\langle R \rangle$, assim como K_v reflete a relação entre os movimentos aleatório e circular dentro das galáxias.

A combinação dessas expressões com a do Teorema do Virial, resulta em uma expressão para a massa

$$M = K_e \sigma^2 r_e / (2G K_v K_r)$$

Assim, pode-se expressar, o raio efetivo r_e como:

$$r_e \sim K_e K_s (M/L)^{-1} \sigma^2 \langle I \rangle_e^{-1}$$

onde $K_s = 1/(2G K_r K_v K_l)$.

Esta expressão representa um Plano Fundamental teórico obtido das condições de virialização.

Classificação e Propriedades de aglomerados

- resumo -

Ann. Rev. Astrophys. 1977. 15: 505-40

CLUSTERS OF GALAXIES

Neta A. Bahcall¹

Table 1 Classification schemes of clusters and related characteristics

Property/class	Regular (Early)	(Intermediate)	Irregular (Late)	Reference ^a
Zwicky type	Compact	Medium-Compact	Open	1
Bautz-Morgan type	I, I-II, II	(II), II-III	(II-III), III	2
Rood-Sastry type	cD, B, (L, C)	(L), (F), (C)	(F), I	3
Content	Elliptical-rich	Spiral-poor	Spiral-rich	4,6
~E:SO:S Ratio	3:4:2	1:4:2	1:2:3	6
Symmetry	Spherical	(Intermediate)	Irregular shape	1,5
Central concentration	High	Moderate	Very little	1,6
Central profile	Steep gradient	(Intermediate)	Flat gradient	6
Mass segregation	{ Marginal evidence for $m - m(1) \lesssim 2$ mag	{ Marginal evidence for $m - m(1) \lesssim 2$ mag	No segregation	6
Radio emission	~50% detection rate ^b	~50% detection rate ^b	~25% detection rate ^b	7
L_R	High	Low	Low	
X-ray emission	~33% detection rate ^c	~8% detection rate ^c	~8% detection rate ^c	8
L_x	High	Intermediate	Low	
Examples	A2199, Coma	A194, A539	Virgo, A1228	

^a References: 1. Zwicky et al. 1961-1968; 2. Bautz & Morgan 1970, Bautz 1972; 3. Rood & Sastry 1971; 4. Morgan 1962; 5. Abell 1962; 6. Oemler 1974; 7. Owen 1975; 8. Bahcall 1974b.

^b To the limit of 0.2 f.u. at 1400 MHz (ref. 7) and for Abell distance groups ≤ 3 ($z \lesssim 0.07$).

^c To the limit of the 3U catalog and for Abell distance groups ≤ 3 ($z \lesssim 0.07$).