Grupos e Aglomerados de Galáxias

Capítulo 7 do livro-texto
Mo, van den Bosch & White “Galaxy Formation and Evolution”, cap. 12

Grupos e Aglomerados

- São as maiores estruturas gravitacionalmente ligadas que surgiram no Universo até hoje.
- São estruturas que não expandem com o fluxo cosmológico
- No cenário hierárquico de formação, as estruturas menores se colapsaram primeiro, e eventualmente cresceram para as estruturas maiores
  - grupos -> aglomerados -> superaglomerados
- Portanto aglomerados são relativamente "jovens"

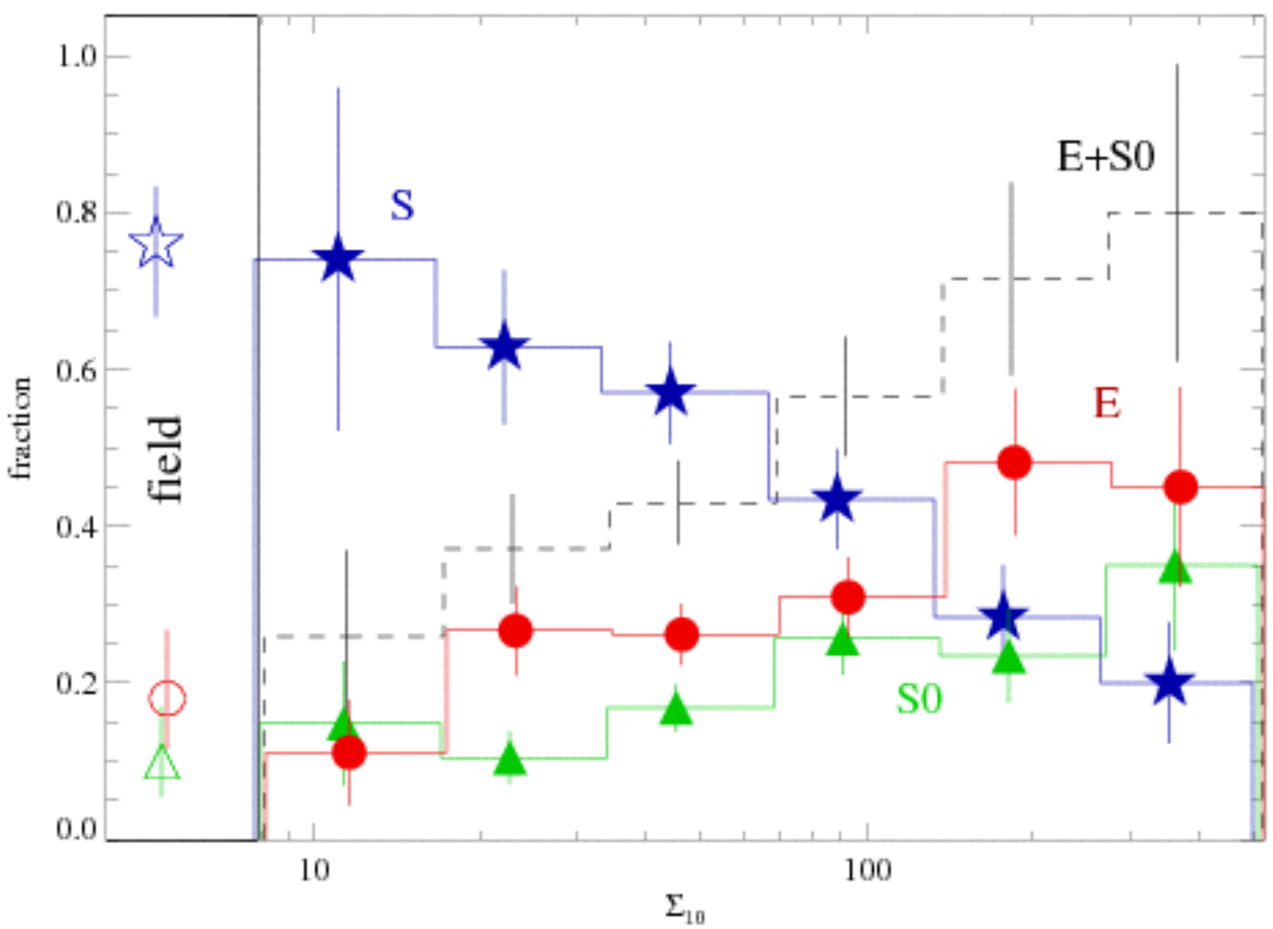
Stefan's Quintet

NGC1689

Aglomerados	Grupos
Mais densos e ricos (pelo menos umas 50 galáxias luminosas $L \gtrsim L_\star \sim 2 \times 10^{10} L_\odot$	$M \sim 10^{14} \mathcal{M}_\odot$
Estão embebidos em um halo de gás denso e quente, com forte emissão em raios X $T \sim 10^7 – 10^8$ K	Apenas metade tem o halo de gás quente, mas o gás frio mais difuso pode conter até 90% da matéria bariônica do Universo
Rico em galáxias elípticas e S0	Ricos em galáxias espirais e irregulares

Relação densidade-morfologia

- Dressler (1980) mostrou que a fração de galáxias espirais e irregulares cai em ambientes mais densos



http://inspirehep.net/record/868171/plots

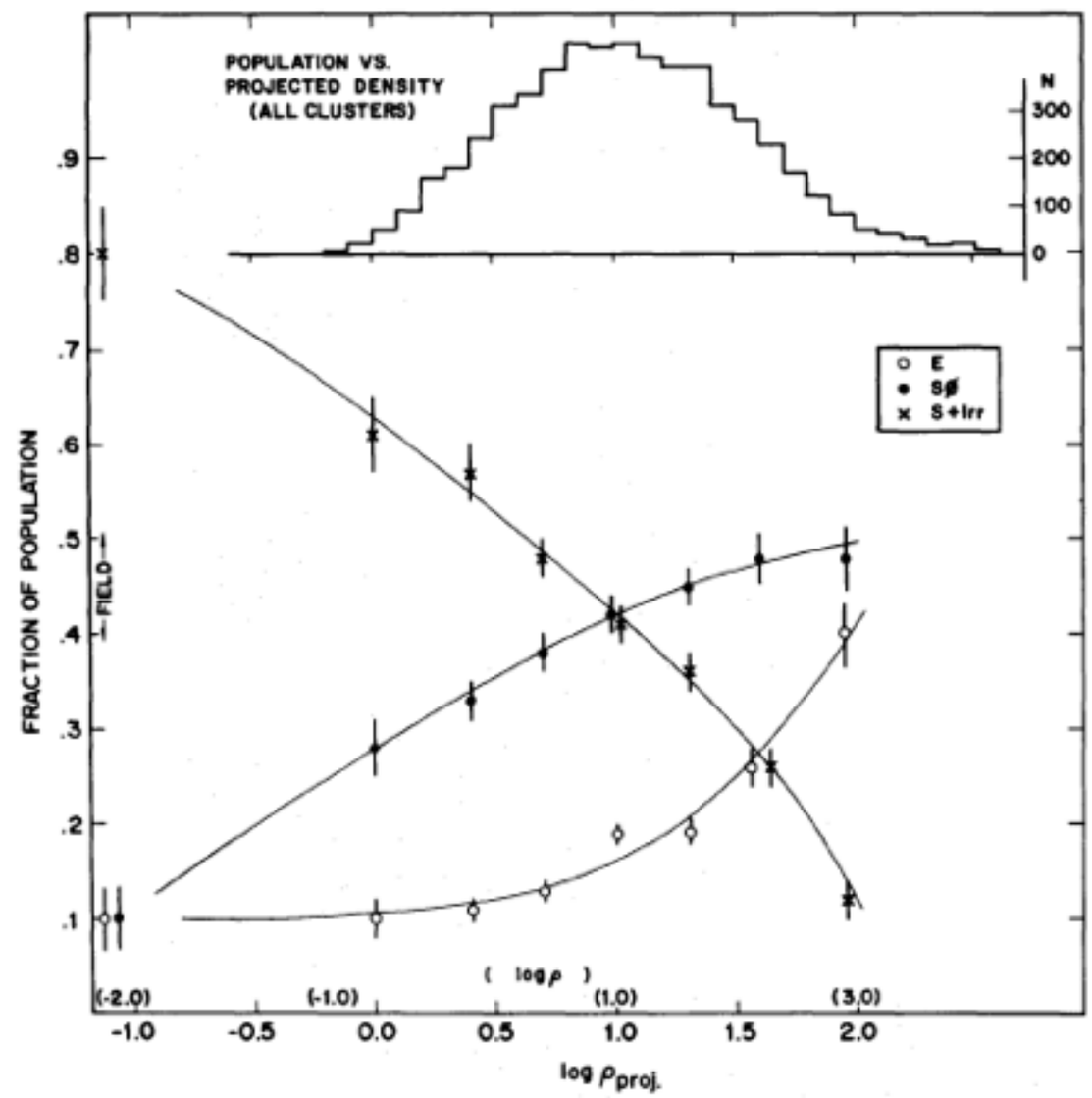


FIG. 4.—The fraction of E, S0, and S+I galaxies as a function of the log of the projected density, in galaxies Mpc^{-2}. The data shown are for all cluster galaxies in the sample and for the field. Also shown is an estimated scale of true space density in galaxies Mpc^{-3}. The upper histogram shows the number distribution of the galaxies over the bins of projected density.

Dressler (1980)

Grupos de Galáxias

Grupos

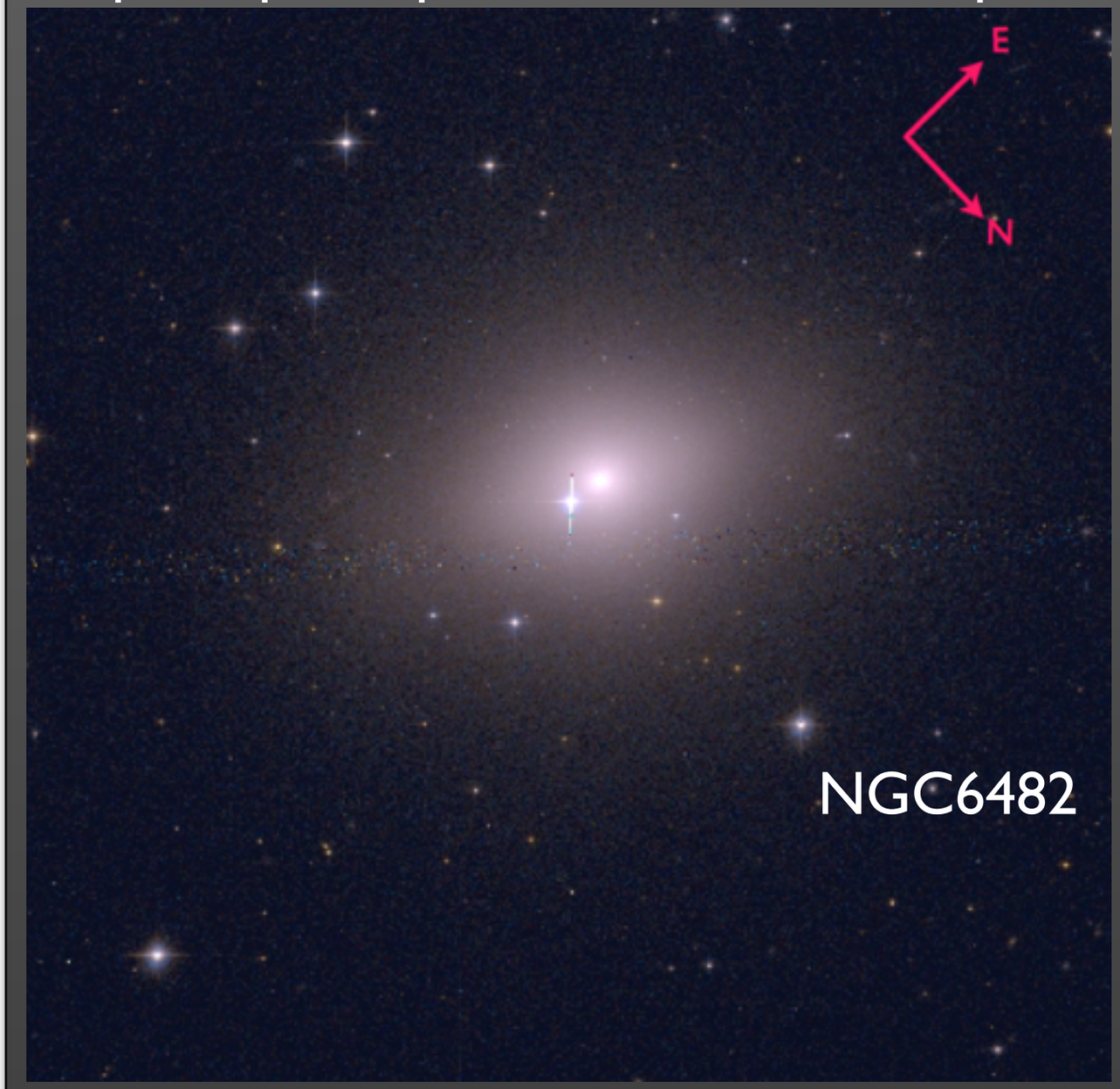
- Tipicamente não contém mais do que 50 galáxias, em um diâmetro de 1 ~ 2 Mpc
- As estruturas mais comuns do Universo, contendo cerca de 50% das galáxias
- O Grupo Local é um grupo típico
- Grupos compactos: ~ 5 galáxias

Fig. 7.1. Stephan's Quintet (compact group Hickson 92) is ~85 Mpc distant and 80 kpc across, or 3.2′ on the sky. North is at the top and east is to the left. NGC 7319, the barred spiral, has an active nucleus: it is a Seyfert 2. The large spiral in the lower center, NGC 7320, is not a group member; it is in the foreground with a much smaller redshift – D. J. Pisano, WIYN telescope.

Grupos

- O Grupo Local é um grupo típico
- Grupos compactos: ~ 5 galáxias
- Grupos fósseis: remanescente de grupos, onde as galáxias luminosas fundiram em uma elíptica
- Proto-grupos

http://inspirehep.net/record/1128231/plots



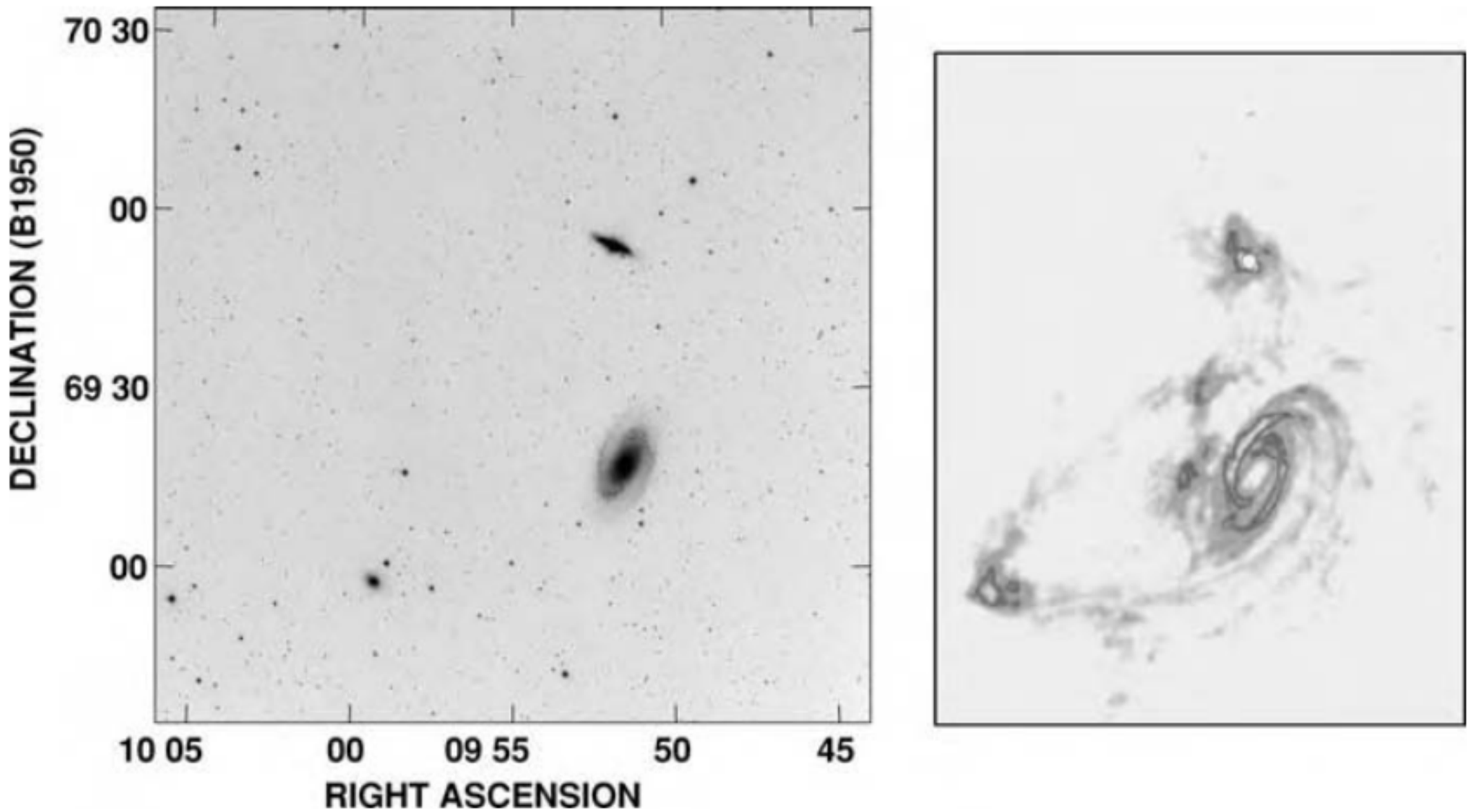


Fig. 7.2. The group around the large Sc spiral galaxy M81, about 3.5 Mpc distant. Left, negative image in visible light; the elongated object north of M81 is starburst galaxy M82; NGC 3077 is to the southeast. Right, map in HI to the same spatial scale – M. Yun.

Determinações de massa

$$80 \lesssim \mathcal{M}/L \lesssim 300 \mathcal{M}_\odot/L_\odot$$

- Se considerarmos que o grupo está isolado e em equilíbrio (a vaca esférica), e aproximarmos sua densidade para uma esfera de Plummer (cap. 3 do livro texto), o **teorema do virial** nos dá::

$$\frac{3\mathcal{M}\sigma_{\mathrm{r}}^2}{2} = \mathcal{K}\mathcal{E} = -\frac{\mathcal{P}\mathcal{E}}{2} = \frac{3\pi}{64}\frac{G\mathcal{M}^2}{a_{\mathrm{P}}}$$

- para o grupo NGC1550, $a_{\mathrm{P}} = 100\,\mathrm{kpc}$ e $\mathcal{M} \approx 2 \times 10^{13}\mathcal{M}_\odot$

- Reescrevemos o **equilíbrio hidrostático**, $\frac{\mathrm{d}p}{\mathrm{d}r} = -\rho(r)\frac{G\mathcal{M}(<r)}{r^2}$

- em termos de propriedades do gás (que podemos medir pelas linhas de emissão em raio-X):

$$p = \frac{\rho}{\mu m_{\mathrm{p}}} k_{\mathrm{B}} T, \quad \text{so } \mathcal{M}(<r) = \frac{k_{\mathrm{B}}}{\mu m_{\mathrm{p}}} \frac{r^2}{G\rho(r)} \frac{\mathrm{d}}{\mathrm{d}r}(-\rho T). \qquad (7.4)$$

Dispersão de velocidades

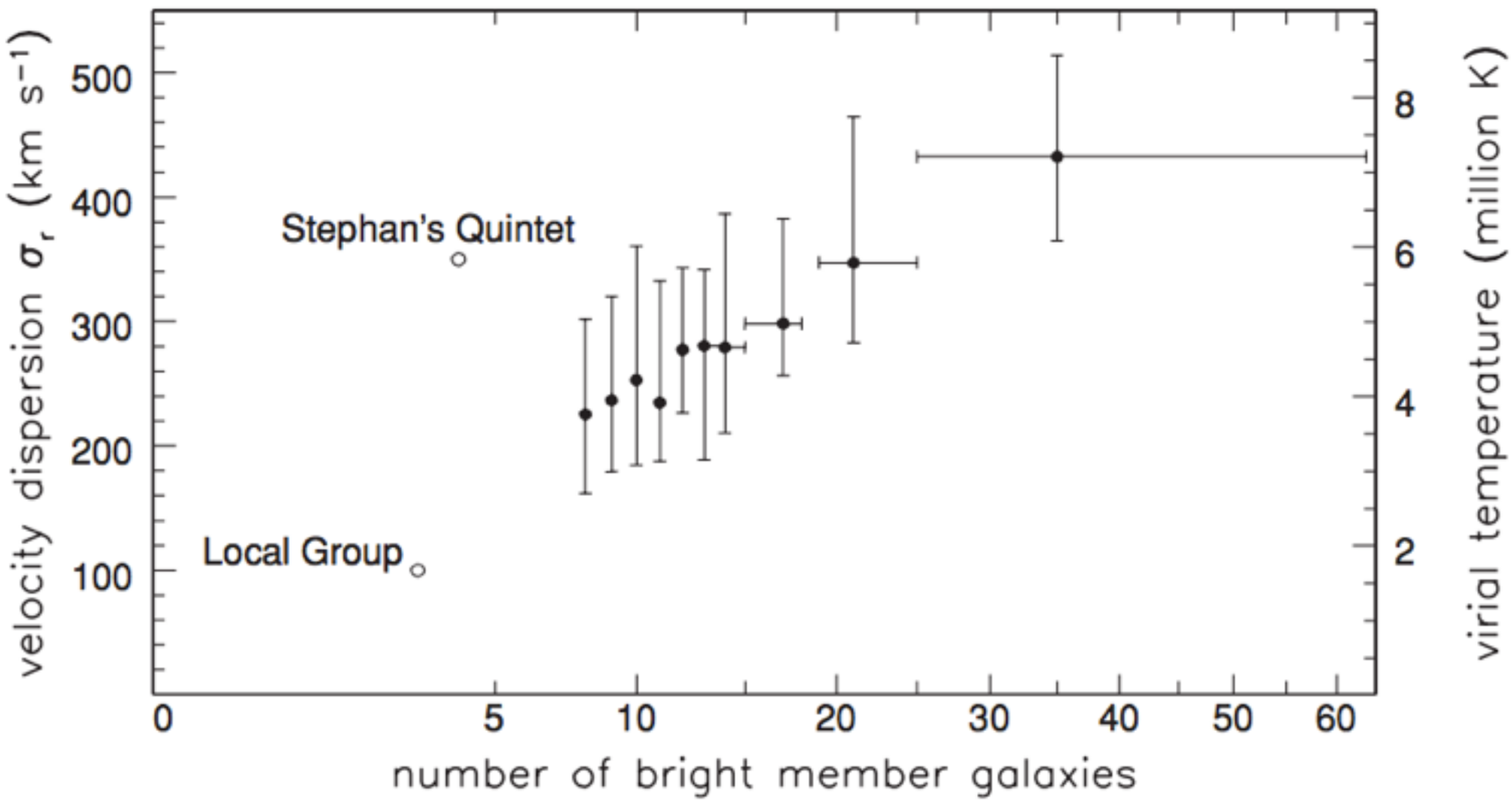


Fig. 7.3. For groups chosen from the 2dF galaxy catalogue, the average velocity dispersion σ_r of the galaxies, and hence the virial temperature of Problem 7.2, increase with the number of members. The vertical bar shows the range in σ_r within which half the galaxies fall – F. van den Bosch and X. Yang.

Aglomerados de Galáxias

Características

- Centenas a milhares de galáxias
- Os mais próximos/conhecidos são Virgo, Fornax, Hercules e Coma

Table 7.1 Nearby galaxy clusters, compared with a distant cluster and a nearby group

	Virgo	*Fornax*	*Coma* A1656	*Perseus* *A426*	*RDCS* 1252.9–2927	*Stephan's* *Quintet*
Distance (Mpc)	16	20	100	80	[a] $z = 1.24$	85
Number of galaxies $>10^9 L_\odot$	150	30	450	350	120	4
B-band starlight L_B ($10^{10} L_\odot$)	130	20	500	300	[b] 300	7
Velocity dispersion σ_r (km s^{-1})	700–800	350	~ 1000	$1300 \rightarrow 600$	800	350
Core r_c (kpc)	400	200	200	250	100	25
X-ray L_X ($10^{10} L_\odot$)	1.3	0.03	25	50	20	0.005
Temperature T_X (10^7 K)	2	1–2	9	7	7	0.6
[c] Hot gas $\mathcal{M}_X$ ($10^{10} \mathcal{M}_\odot$)	2 000	$\gtrsim 60$	7 000	7 000	2 000	$\gtrsim 0.07$
[c] Mass $\mathcal{M}$ ($10^{10} \mathcal{M}_\odot$)	20 000	5 000	40 000	50 000	20 000	100
$\mathcal{M}/L_B$	150	250	80	180	[b] ~ 200	14
$\mathcal{M}/\mathcal{M}_X$	10	80	6	7	10	>1000

[a] At $z = 1.24$ the benchmark cosmology gives $d_L = 8.5$ Gpc, $d_A = 1.7$ Gpc.
[b] Luminosity in the z band at 9000 Å. [c] Mass within 1 Mpc of the cluster's center.
X-ray telescopes are less sensitive to gas with $T_X \lesssim 10^7$ K, so masses $\mathcal{M}_X$ may be underestimated.

Aglomerados

- A maioria tem formatos irregulares
- Em Coma, matéria está “caindo" a cerca de 10% da massa do aglomerado a cada 2-3Gyr
- Quando o Universo tiver 2-3 vezes o tamanho atual, estima-se que a expansão cósmica irá interromper o crescimento do aglomerado

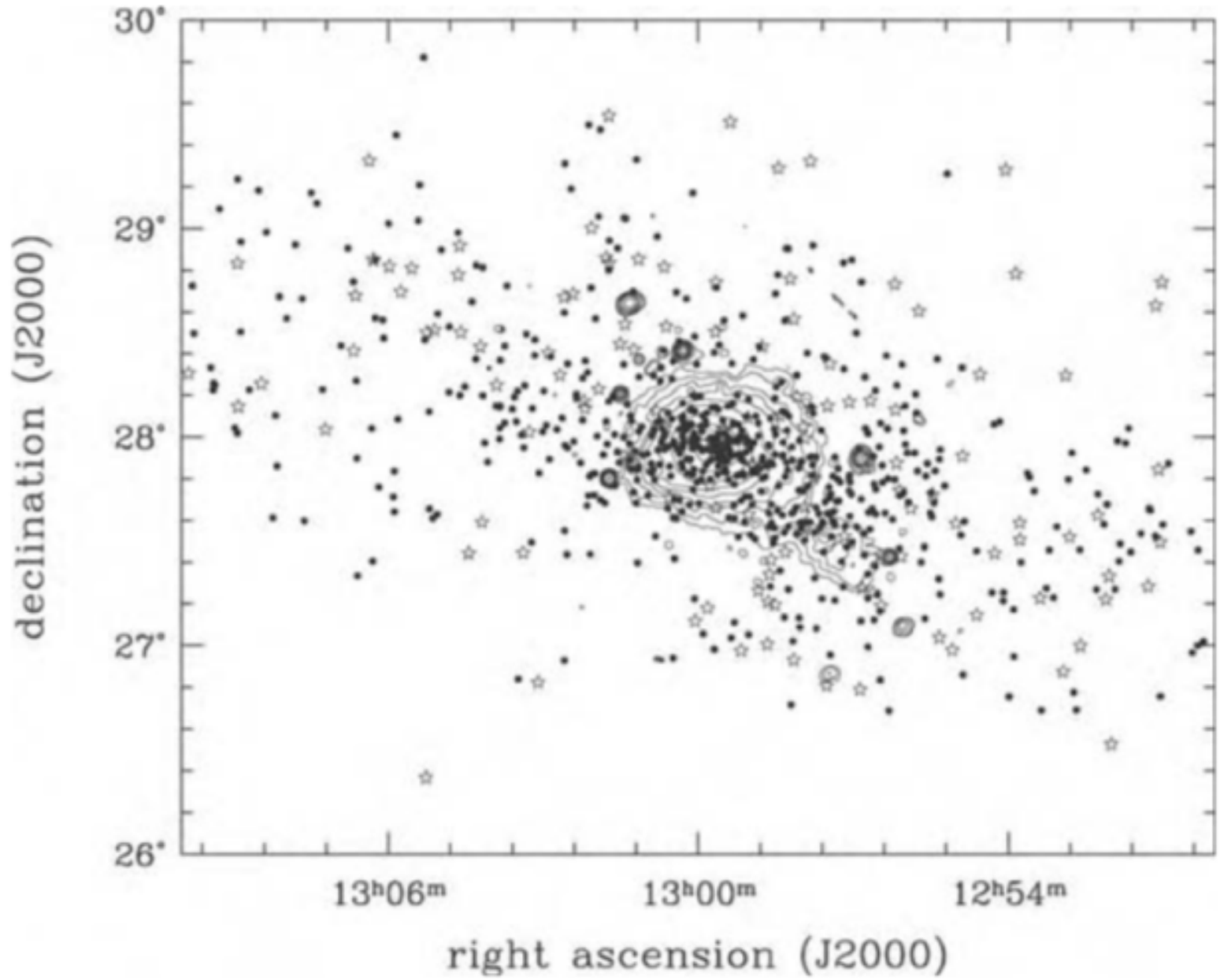


Fig. 7.10. The Coma cluster: solid dots show elliptical galaxies; open stars are spirals. Contours show the intensity of X-rays.

Estrelas perdidas

- Assim como em grupos, há estrelas “soltas" entre as galáxias de um aglomerado

- A partir de observações da linha de 5007A de Oxigênio (detecta a presença de nebulosas planetárias), estima-se que 10 - 20% das estrelas em Virgo estão perdidas entre as galáxias

Halo de gás quente

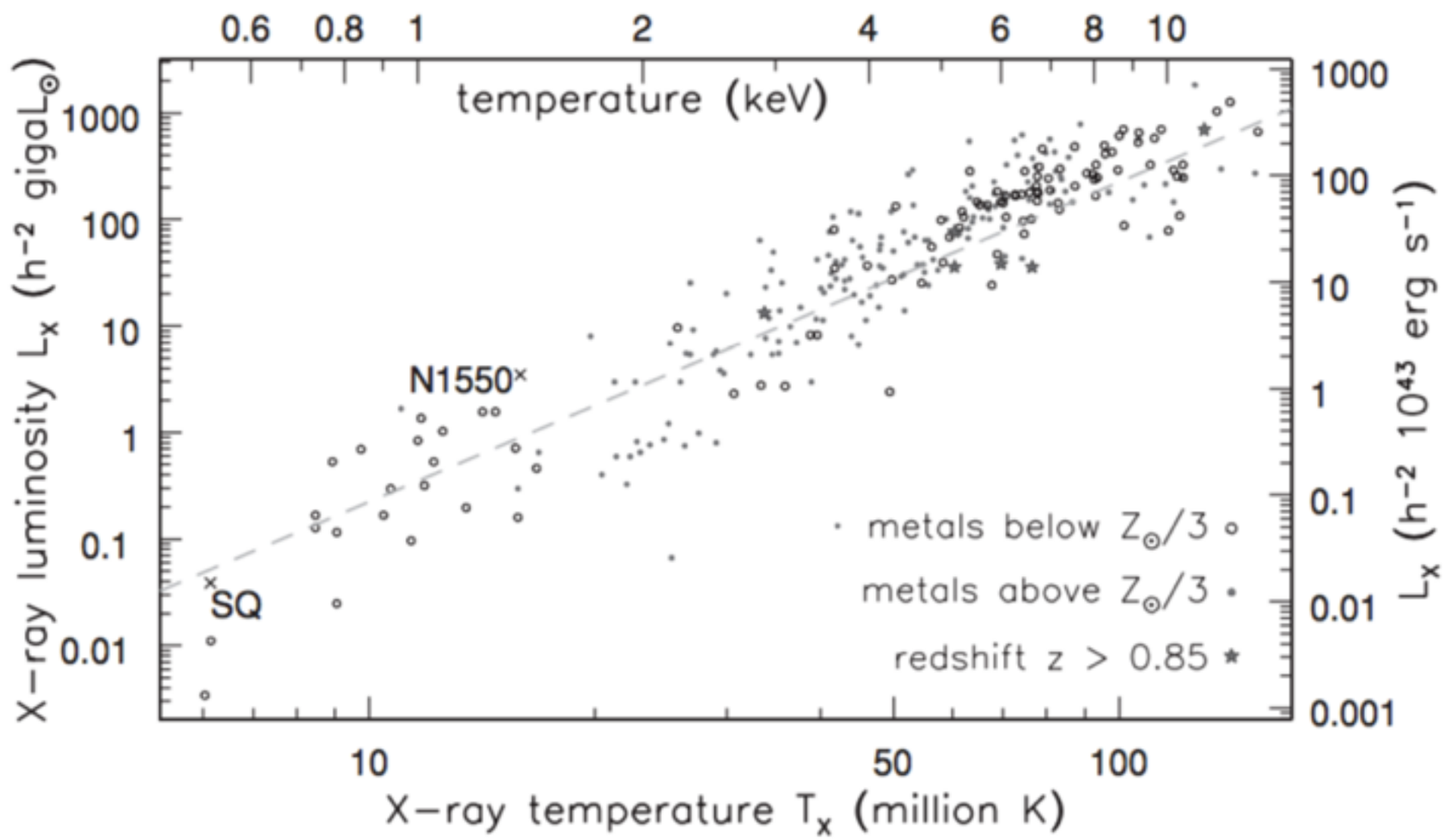


Fig. 7.12. The X-ray luminosity L_X of a galaxy cluster or group, in units of the Sun's bolometric luminosity, increases with the gas temperature T_X: the dashed line shows $L_X \propto T_X^3$. Stephan's Quintet and the NGC 1550 group follow the same trend. This relation has changed little since redshift $z \approx 1$. In most clusters with $T_X > 3 \times 10^7$ K, the gas has roughly one-third of the solar content of iron – D. Horner.

Tempo de resfriamento t_{cool}

$$t_{\rm cool} = \frac{3nk_{\rm B}T}{3\times10^{-27}n^2\sqrt{T}}\,{\rm s} \approx 14\left(\frac{10^{-3}\,{\rm cm}^{-3}}{n}\right)\left(\frac{10^7\,{\rm K}}{T}\right)^{1/2}\,{\rm Gyr}.$$

- Sendo que as densidades n variam de $10^{-2}\,{\rm cm}^{-3}$ a $10^{-4}\,{\rm cm}^{-3}$
- O resfriamento previsto dessa forma provocaria intensa formação estelar no centro dos aglomerados, o que não é observado
- Acredita-se que deve haver um mecanismo de re-aquecimento desse gás

Para onde foram os bárions?

- Estrelas e gás em galáxias chegam a 10% do valor cosmológico
- Gás quente de aglomerado ~ a mesma quantidade
- Gás frio em grupos? Praticamente impossível de detectar devido a baixa temperatura e densidade

Table 7.2 The cosmic baryon budget

Where it is	*Density* ($10^{-3}\rho_{\rm crit}$)
Total (benchmark cosmology)	45
Intergalactic gas	
Diffuse and ionized	$\approx$40
Damped Lyman-α clouds	1
Hot gas in clusters and Es	1.8
Stars and stellar remnants	
Stars in Es and bulges	1.5
Stars in disks	0.55
Dead stars	0.48
Brown dwarfs	0.14
Cool gas in galaxies	0.78

We can find only 10% of the baryons, which make up $\lesssim$ 15% of the matter, which is $\lesssim$30% of the critical density – M. Fukugita and P. J. E. Peebles 2004 *ApJ* **616**, 643.

Interações e evolução morfológica

Mo, van den Bosch & White “Galaxy Formation and Evolution”, cap. 12

Interações entre galáxias e evolução morfológica

- Encontros de alta velocidade
- Perda de massa por efeito de maré (tidal stripping)
- Fricção dinâmica
- Mergers
- Transformação de galáxias em clusters
    - Assédio galáctico (!!! de galaxy harassment)
    - Canibalismo galáctico
    - Perda de massa por pressão de arraste (ram-pressure stripping)
    - Estrangulação

Transformação morfológicas de galáxias em clusters

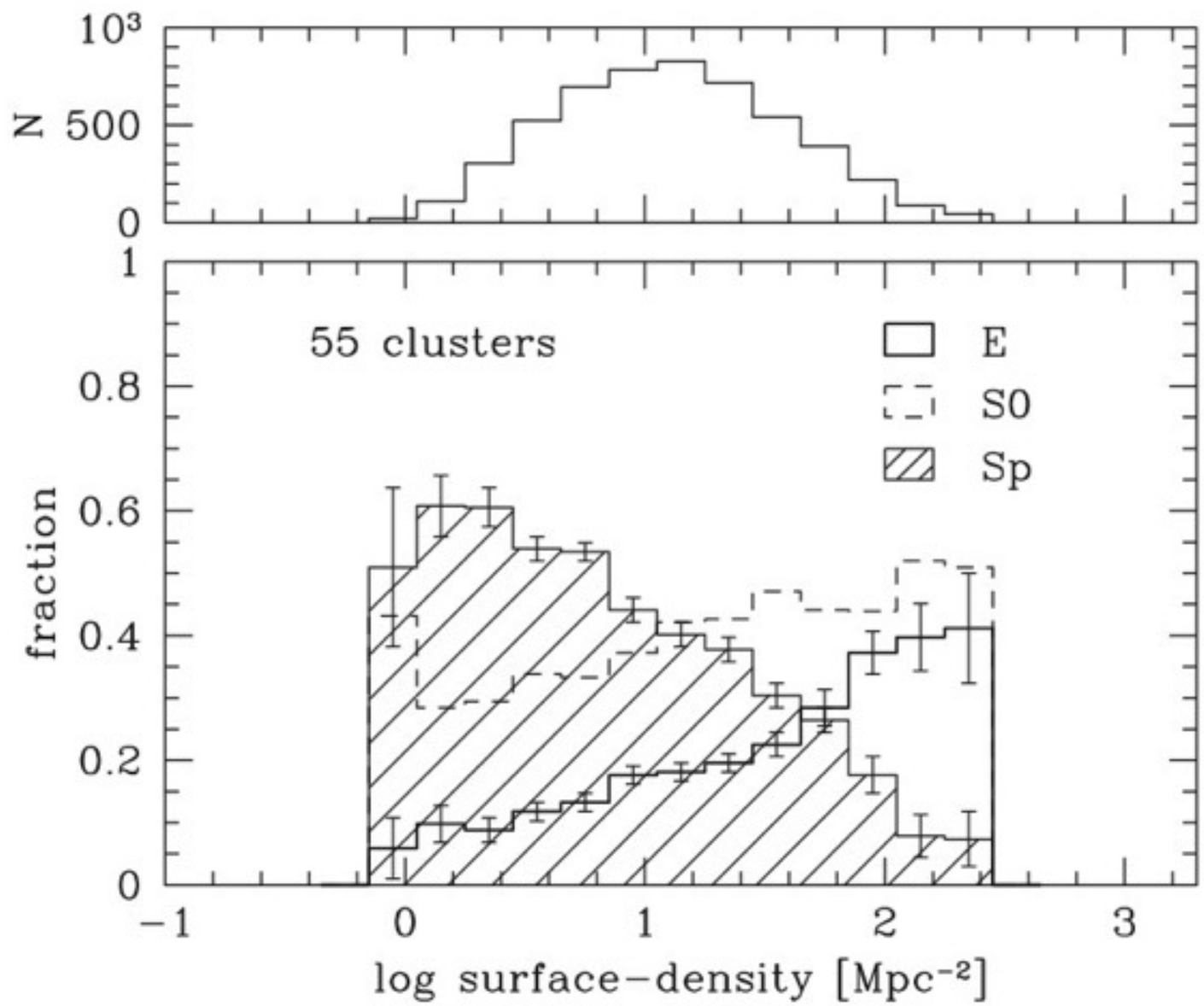


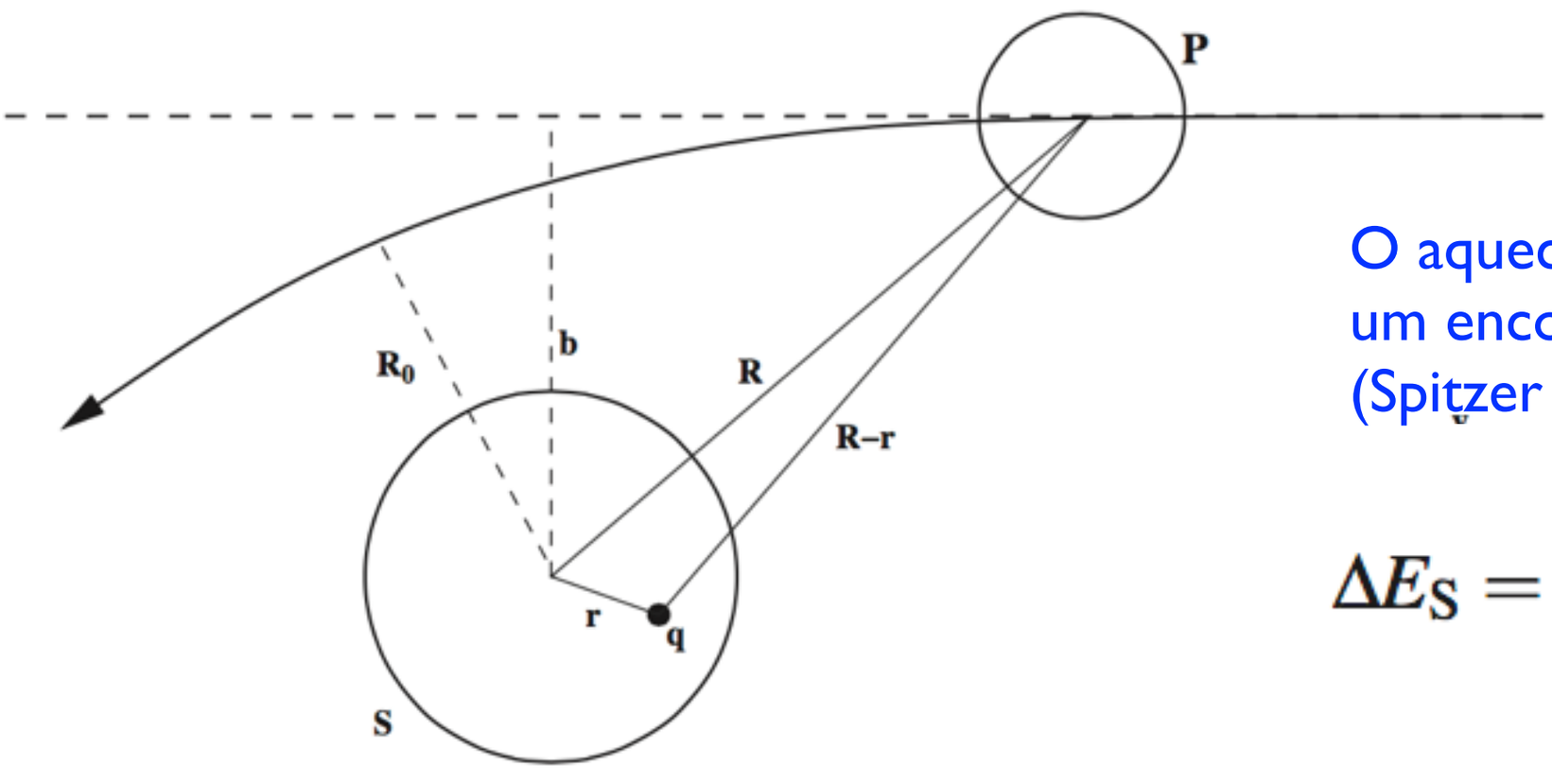
Fig. 2.29. The morphology–density relation, which shows the fractions of galaxies of individual morphological types as functions of galaxy surface number density. The lower panel shows such relations for 55 clusters, while the upper panel shows the number of galaxies in each density bin. [After Dressler (1980a)]

Interações entre galáxias

- No cenário hierárquico de formação de estruturas, as galáxias e seus halos de matéria escura frequentemente interagem com outras galáxias/halos.
- cada halo passa por tipicamente 3 major mergers (razão entre a massa dos progenitores maior do que 1/3) (Li et al. 2007)
- efeitos de maré entre uma galáxia e as outras “partículas" do aglomerado são importantes
- nas condições de aglomerados de galáxias (sistemas não colisionais), quase sempre resulta em uma transferência da energia orbital para a energia dos dois corpos que estão interagindo, causando um aumento na energia de ligação (podendo ocorrer “captura gravitacional”)

Encontros de alta velocidade (high speed encounters)

- a velocidade de “encontro" (não há colisão) é muito maior do que a dispersão de velocidade do sistema perturbado
- tem um papel importante em galaxy clusters (σcluster ~ 1000km/s)
- o encontro “aquece" o sistema causando expansão e eventual perda de massa



O aquecimento de maré devido a um encontro entre P e S é dado por (Spitzer 58):

$$\Delta E_S = \frac{4}{3} G^2 M_S \left(\frac{M_P}{v_P}\right)^2 \frac{\langle r^2 \rangle}{b^4}.$$

Fig. 12.1. Schematic illustration of an encounter with impact parameter b between a system S and its perturber P.

Encontros de alta velocidade (high speed encounters)

- Depois do aquecimento de maré, o sistema precisa "virializar" novamente até um novo equilíbrio ser encontrado
- A energia extra é transferida para energia potencial, que se torna menos negativa, i.e. o sistema expande
- Note que o efeito líquido é a diminuição da energia cinética do sistema, ou seja, ele se torna mais “frio” -> possivelmente associado a perda de massa

Perda de massa por maré (tidal stripping)

- em um caso mais geral, um encontro sem colisão provoca perda de massa além do raio de maré (tidal radius)

$$r_t = (m/2M)^{1/3} R$$

- **Tidal streams:** uma galáxia satélite orbitando um sistema massivo

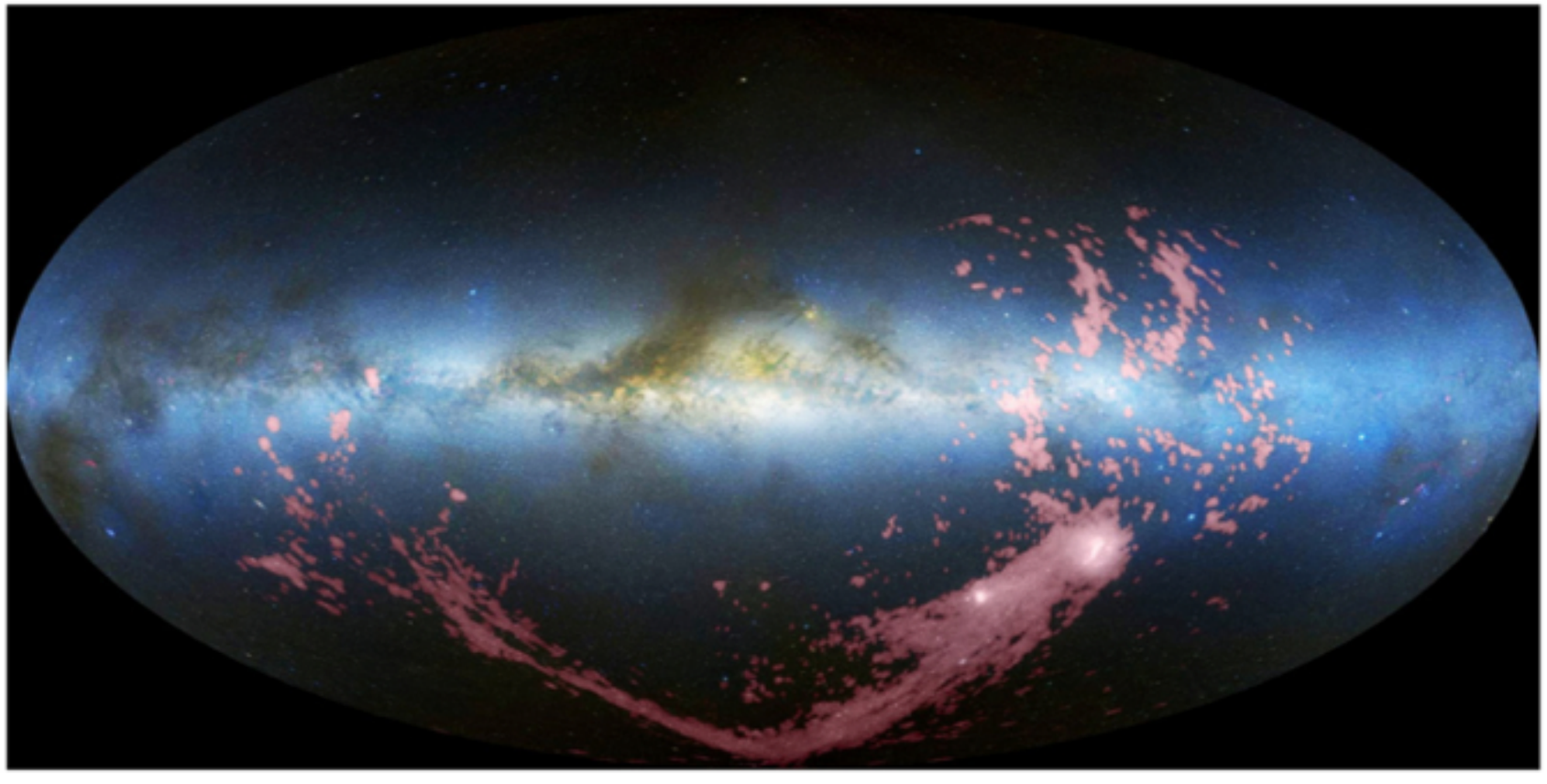
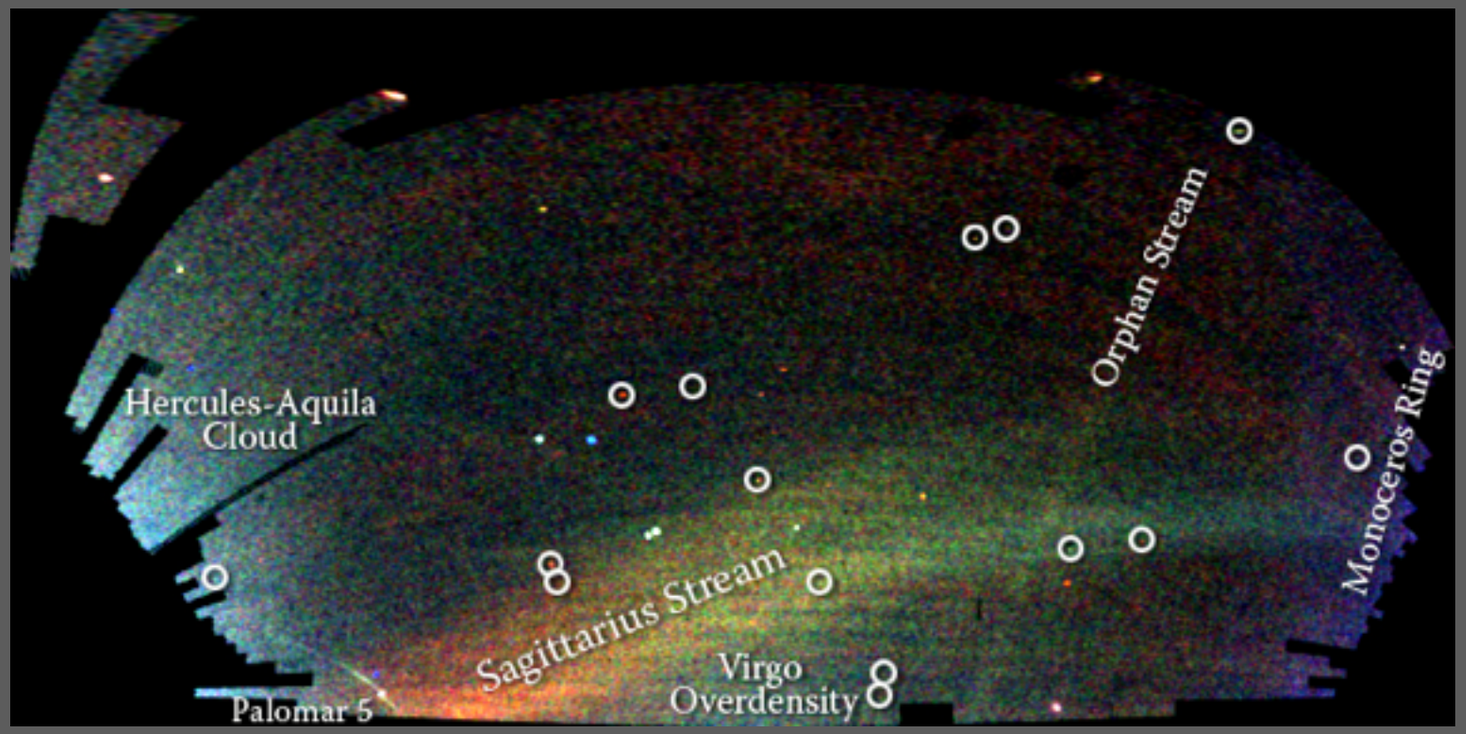


Figure 9. Magellanic Stream and Clouds in H I (red) with an optical all-sky image (blue, white, and brown; Mellinger 2009) in Aitoff projection with the direction to the Galactic center at the center.

Tidal Streams

- Podem ser usados para inferir:
  - o potencial gravitacional do sistema hospedeiro (Ibata et al. 2001 usou o Sagittarius stream para inferir que o halo da Via Láctea é aproximadamente esférico (mas há controvérsias :) Helmi 2004))
  - estudar a história de formação hierárquica do halo da Galáxia (recentemente se tornou um campo de pesquisa ativo, ver Helmi 2008)

A map of stars in the outer regions of the Milky Way Galaxy, derived from the SDSS images of the northern sky, shown in a Mercator-like projection. The color indicates the distance of the stars, while the intensity indicates the density of stars on the sky.



Tidal Tails

- "Tails" são observados em mergers de galáxias disco
- As caudas são finas porque originaram-se de discos frios; mergers de sistemas dinamicamente quentes não produzem caudas
- As caudas carregam parte da energia e momento angular da órbita inicial, causando a fusão dos progenitores

- Mostrado pela primeira vez em Toomre & Toomre (1972)
- Simulações altamente simplificadas (ignora auto-gravidade e matéria escura), ainda assim as principais conclusões foram comprovadas por outras simulações mais realistas (vaca esférica que deu certo! :))

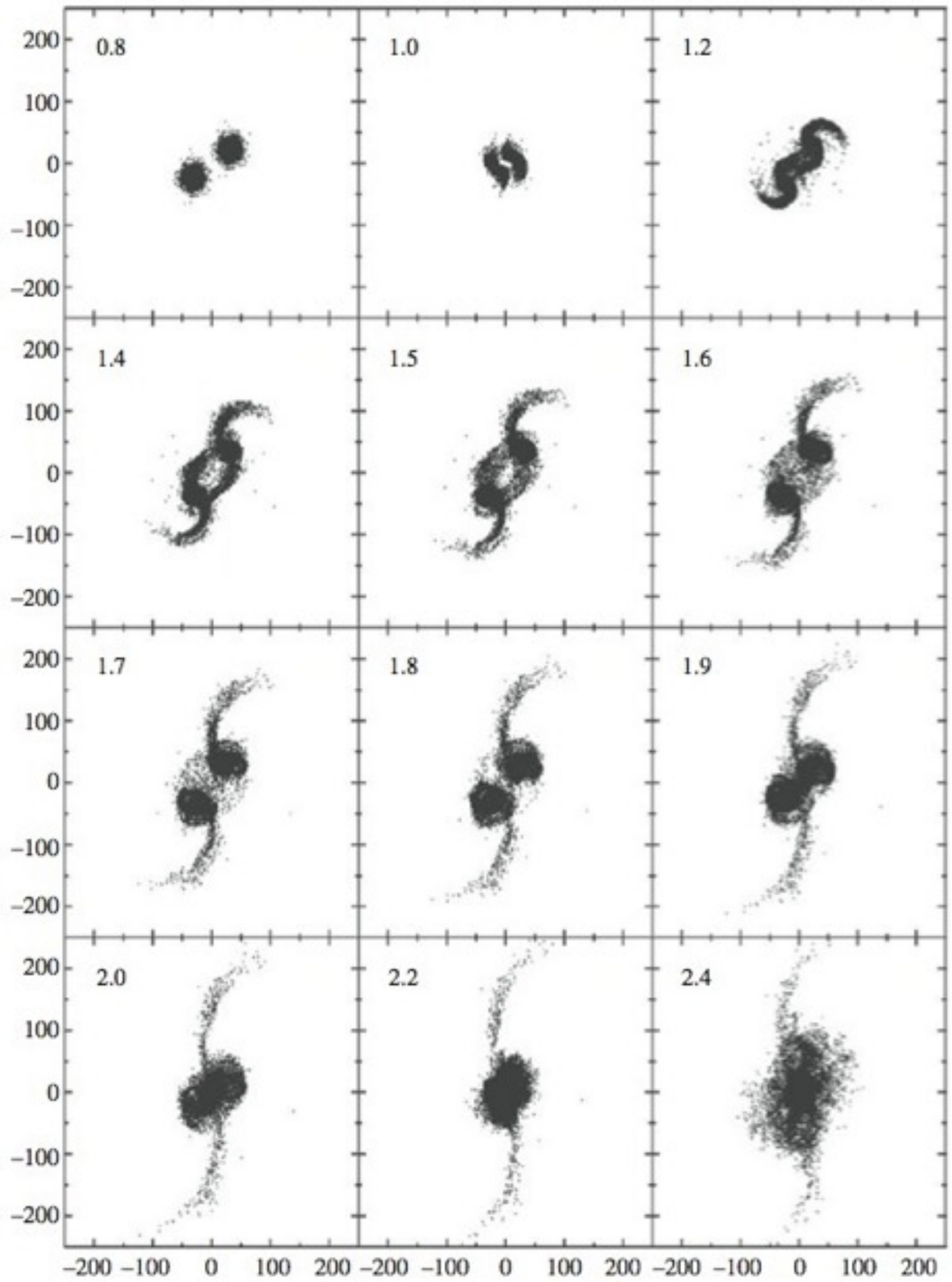


Fig. 12.2. Snapshots that show the time evolution of a numerical N-body simulation of a prograde merger between two disk galaxies that are embedded in dark matter halos. The snapshots show the disk particles ('stars') only, and clearly reveal the formation of two prominent tidal tails. The length units labeling the axes are given in h^{-1} kpc, and the numbers in the upper left corner of each panel indicate the elapsed time since the start of the simulation in units of $9.8 \times 10^8 h^{-1}$ yr. [Adapted from Springel & White (1999)]

Fricção dinâmica (Dynamical Friction)

- Quando um objeto de massa M se move dentro de um grande sistema não-colisional cujas partículas constituintes (field particles) tem massa m << M.
- Força de arrasto (drag force) transfere transfere energia e momento de M para as partículas do campo
- Faz com que um objeto orbitando dentro de um sistema a perder energia e momento angular: a órbita decai com o tempo (orbital decay), transportando-o ao centro do poço de potencial e causando segregação de massa.

M "perturba" o campo causando um aumento de densidade na "cauda". Esse aumento de densidade exerce uma força gravitacional que diminui a velocidade de M.

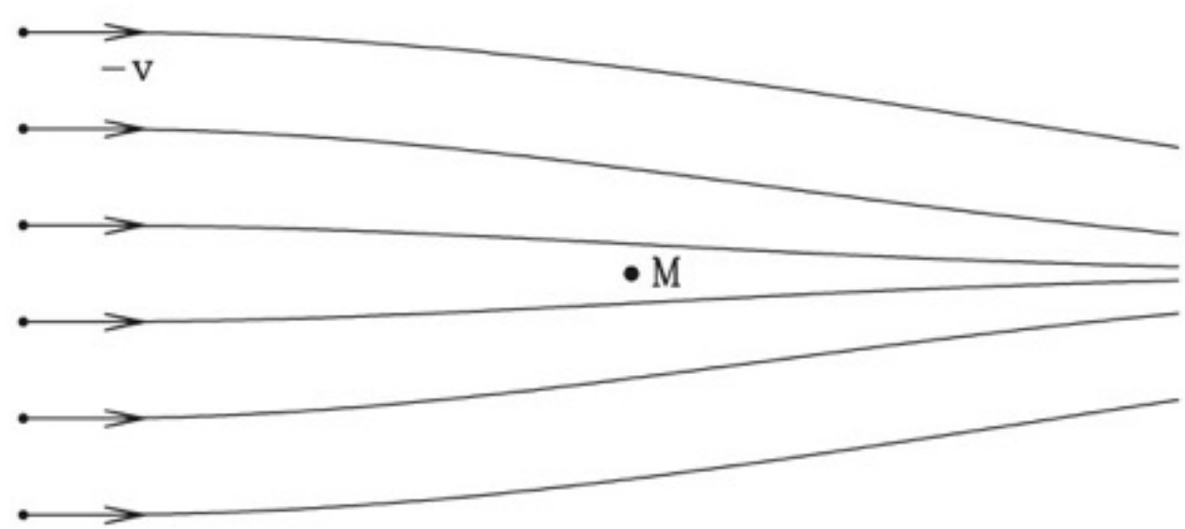


Fig. 12.3. As a massive object M moves through a sea of particles, the particles passing by are accelerated towards the object. As a result, the particle number density behind the object is higher than that in front of it, and the net effect is a drag force (dynamical friction) on the object.

Fricção dinâmica (Dynamical Friction)

- Fórmula de Chandrasekar para a fricção dinâmica

$$\mathbf{F}_{\mathrm{df}} = M_{\mathrm{S}} \frac{\mathrm{d}\mathbf{v}_{\mathrm{S}}}{\mathrm{d}t} = -16\pi^2 G^2 M_{\mathrm{S}}^2 m \ln\Lambda \left[\int_0^{v_{\mathrm{S}}} f(v_{\mathrm{m}})\, v_{\mathrm{m}}^2\, \mathrm{d}v_{\mathrm{m}} \right] \frac{\mathbf{v}_{\mathrm{S}}}{v_{\mathrm{S}}^3}$$
$$= -4\pi \left(\frac{GM_{\mathrm{S}}}{v_{\mathrm{S}}} \right)^2 \ln\Lambda \rho(< v_{\mathrm{S}}) \frac{\mathbf{v}_{\mathrm{S}}}{v_{\mathrm{S}}},$$

- A fricção dinâmica acaba fazendo com que um sistema massivo (galáxia) dentro de um sistema hospedeiro (aglomerado) perca energia e momento angular para as "partículas" do aglomerado -> Decaimento orbital

- Causa segregação de massa

Mergers

Quando a energia orbital é suficientemente baixa, um encontro próximo pode resultar em um merger.

$E_{\rm orb}$ (the orbital energy per unit mass)

$$\hat{E} \equiv \frac{E_{\rm orb}}{(1/2)\langle v^2 \rangle}$$

L (the orbital angular momentum per unit mass)

$$\hat{L} \equiv \frac{L}{\langle v^2 \rangle^{1/2} r_{\rm med}}.$$

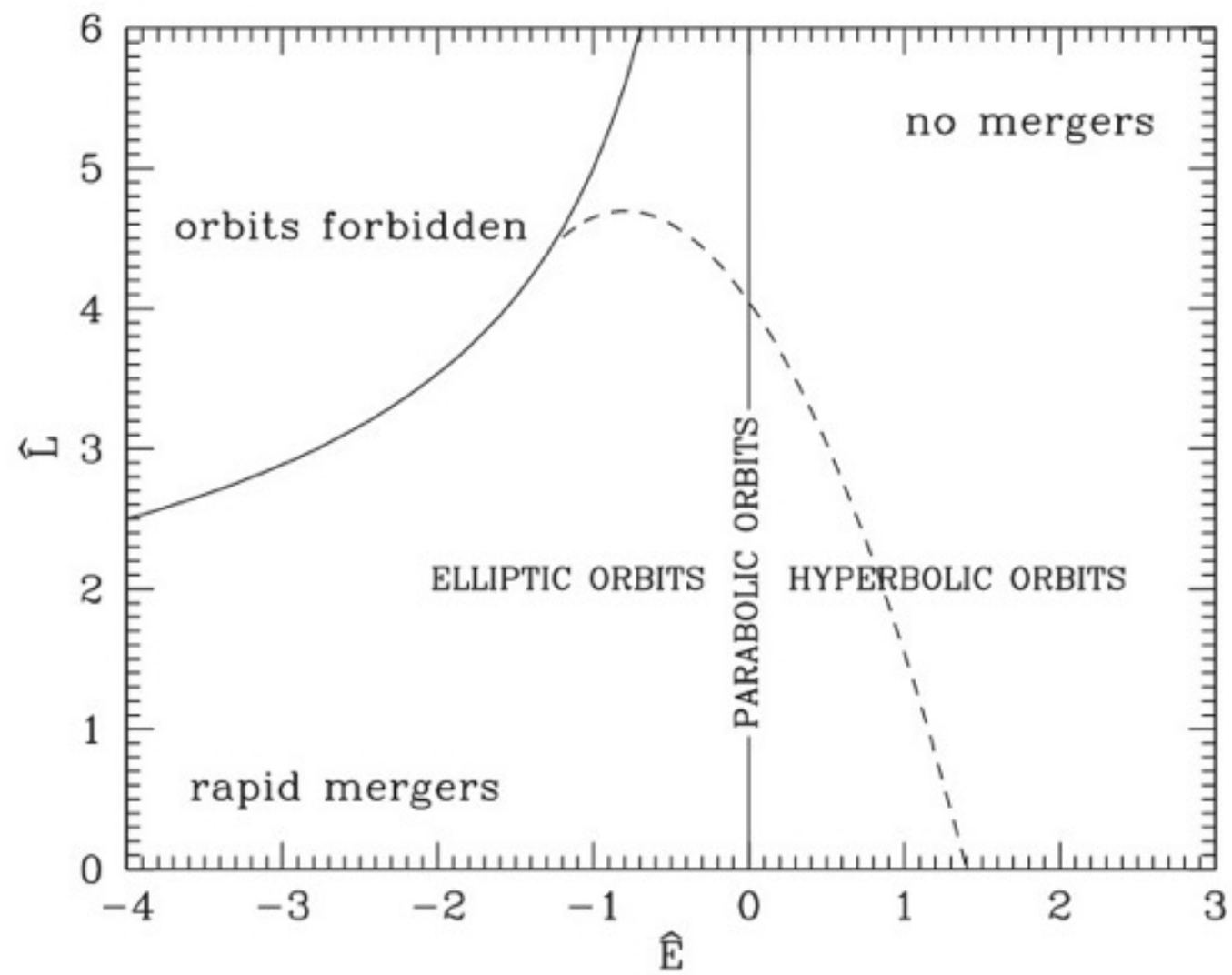


Fig. 12.4. Merging criteria for two spherical galaxies with the same mass. Orbits in the upper-left region are forbidden, because for a given orbital energy the largest possible angular momentum is that of a circular orbit (indicated by the solid curve). Encounters with orbital energy and/or angular momentum that are too high cannot lead to a merger. Mildly hyperbolic orbits can lead to a merger if the orbital angular momentum is sufficiently low. Mergers occur within a few galaxy dynamical times of first pericentric passage for encounters lying below and to the left of the dashed line. [After Binney & Tremaine (1987)]

Mergers

- Em princípio, qualquer sistema ligado vai terminar em um merger, por causa das interações de maré, mas nem sempre isso ocorre em uma escala de tempo comparada a escala de Hubble
- Mergers são efetivos quando $\hat{E} \lesssim 1$
  - => sistemas com dispersão de velocidades menor ou comparável às velocidade internas das galáxias
- Quando dois sistemas tem um encontro, os halos de matéria escura podem se fundir em um novo halo mesmo que as galáxias continuem orbitando uma a outra: as 2 galáxias orbitam um halo em comum até que friçcão dinâmica e interações de maré tenham removido energia orbital suficiente para que elas se fundam.

Mergers

- Mergers são eficientes em grupos de galáxias, mas não em aglomerados ricos (exceção à galáxia central)

- a primeira simulação 3D auto-consistente do encontro de galáxias foi apresentada em White (1978, 1979).

- desde então, diversas simulações de N-corpos mostram que o encontro de galáxias disco de massas semelhantes resultam em um sistema muito semelhante às galáxias elípticas (propriedades estruturais).

- as simulações indicam que a estrutura do remanescente depende de 4 propriedades principais:

  1. **a razão de massa dos progenitores** $q \equiv M_1/M_2$: se q <~ 4 (>~ 4) se fala de um major (minor) merger. Em major merger relaxação violenta tem um papel importante e o remanescente não tem pouca semelhança com seus progenitores.

Mergers

2. **morfologia dos progenitores (discos ou esferóides):** discos são frágeis principalmente quando q é pequeno. Discos que acretam satélites podem sobreviver ao “merger" mas com espessamento do disco. Mergers de 2 discos tendem a criar caudas de maré.

3. **a fração de massa dos progenitores:** ao contrário de estrelas e matéria escura, gás responde a forças de pressão e pode perder energia por radiative cooling e desenvolver ondas de choque; mergers entre sistemas ricos em gás (wet mergers) podem ter um resultado bastante diferente de mergers entre sistemas pobres em gás (dry mergers)

4. **propriedades orbitais:** a energia orbital e momento angular dos progenitores determinam se o merger irá ocorrer e também tem impacto no resultado do merger, por exemplo, a orientação relativa entre os spins dos progenitores é um fator importante para determinar o surgimento de tidal tails.

Mergers, Starbursts e AGNs

- importante aspecto de wet mergers é que eles podem disparar nuclear starbursts e atividade AGN
- simulações numéricas mostram que os discos ricos em gás em um encontro se tornam altamente instáveis e desenvolvem **barras**.
- gás e estrelas não tem a mesma resposta às forças de maré e as barras gasosas ou estelares geralmente estão em fases diferentes
- a diferença de fase dá origem a torques que removem momento angular do gás
- como resultado, o gás migra para o centro do sistema onde forma uma alta concentração de gás na galáxia remanescente ao merger

Mergers, Starbursts e AGNs

- a densidade superficial do gás pode ser várias ordens de magnitude superior a uma densidade de gás típica de galáxias disco não perturbadas => pode levar a altas taxas de formação estelar => nuclear starburst

- questões em aberto:

  - qual fração das estrelas formadas hoje foram induzidas por mergers? (Somerville et al., 2001)

  - qual o papel do feedback em regular e terminar o starburst e atividade AGN? (Springel et al., 2005).

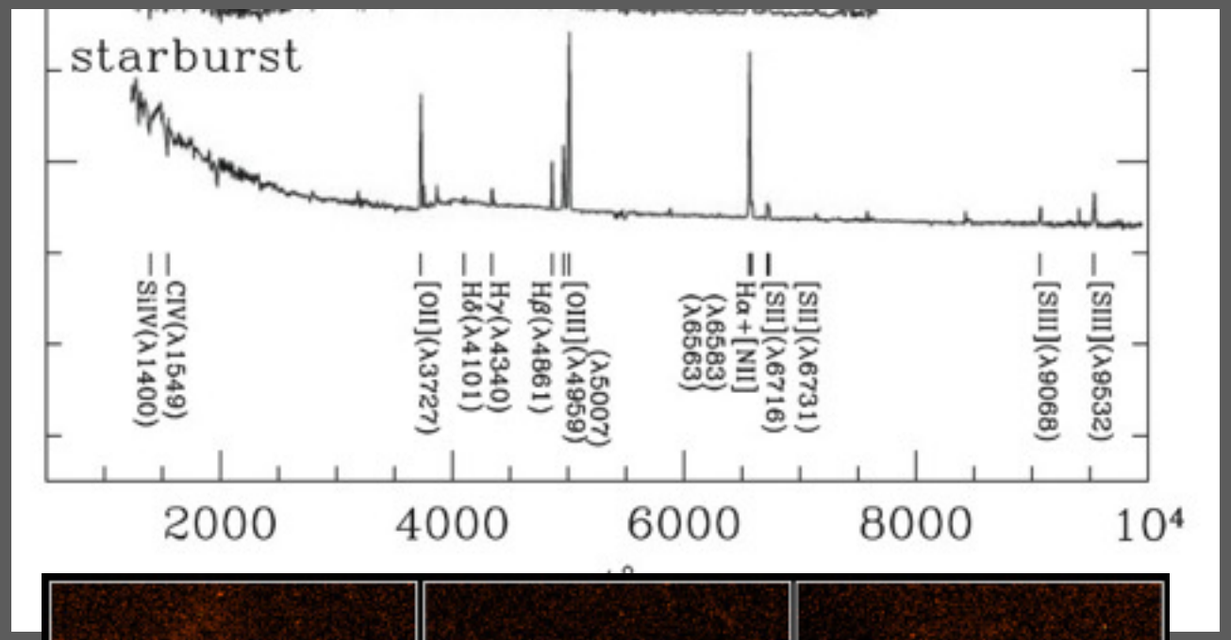
- https://www.youtube.com/watch?v=XYyYIOwdVcw

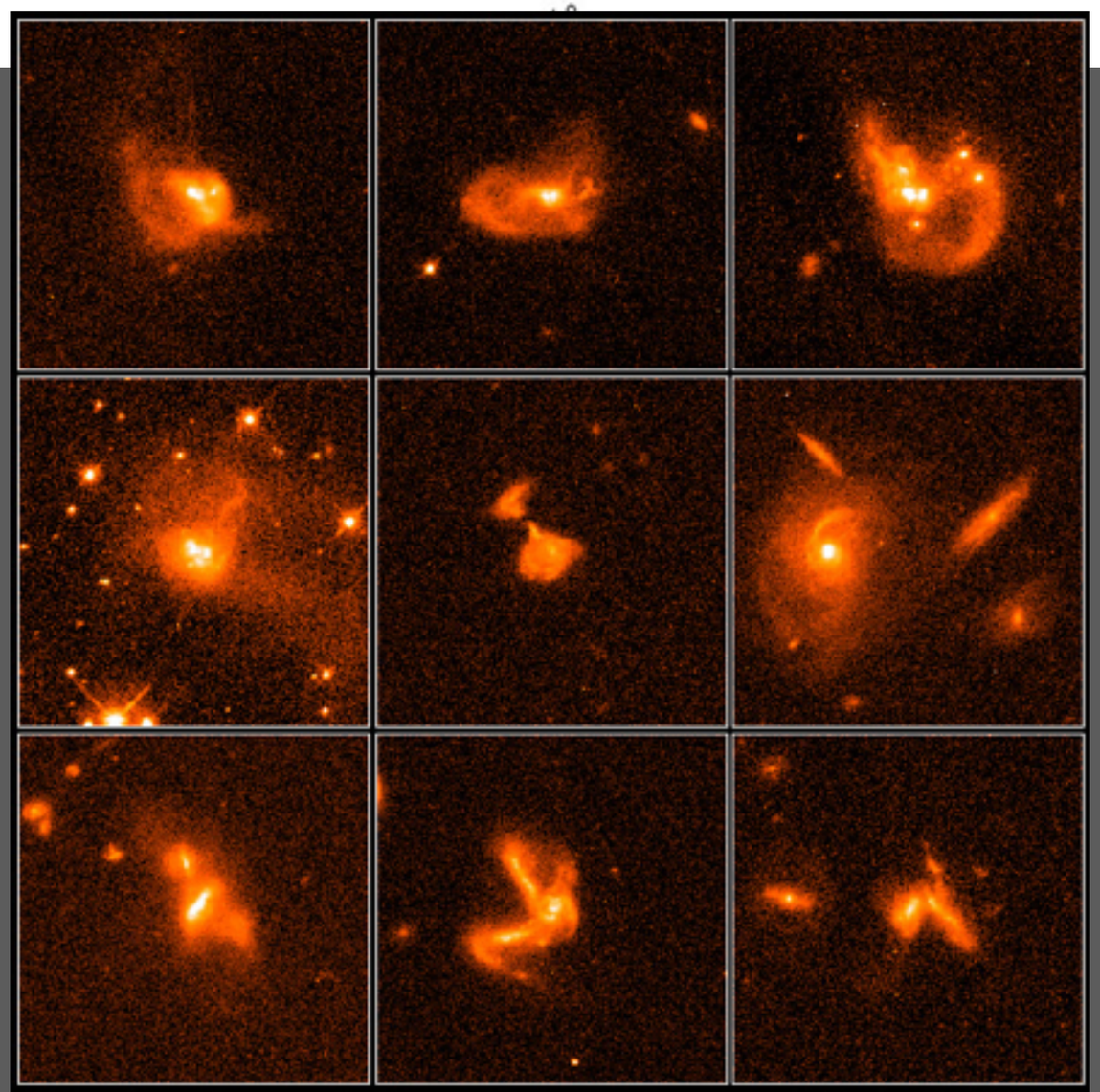
- https://www.youtube.com/watch?v=ws2V-Sv8-GQ

- https://www.youtube.com/watch?v=_FlGiqPdbx8

Nuclear starburst

- Sistemas com taxas de formação estelar 10 a 100x mais alta do que a da Galáxia => escalas de formação de ~ 10^8 anos
- a região de formação é geralmente confinada aos 1kpc centrais
- quando não estão fortemente obscurecidos por poeira, a maior parte da emissão é no UV
- na maior parte dos casos os fótons UV são absorvidos e reemitidos no IV distante => LIRGs e ULIRGs (L_{IV} maior que 10^{11} ou 10^{12} L_{sun})





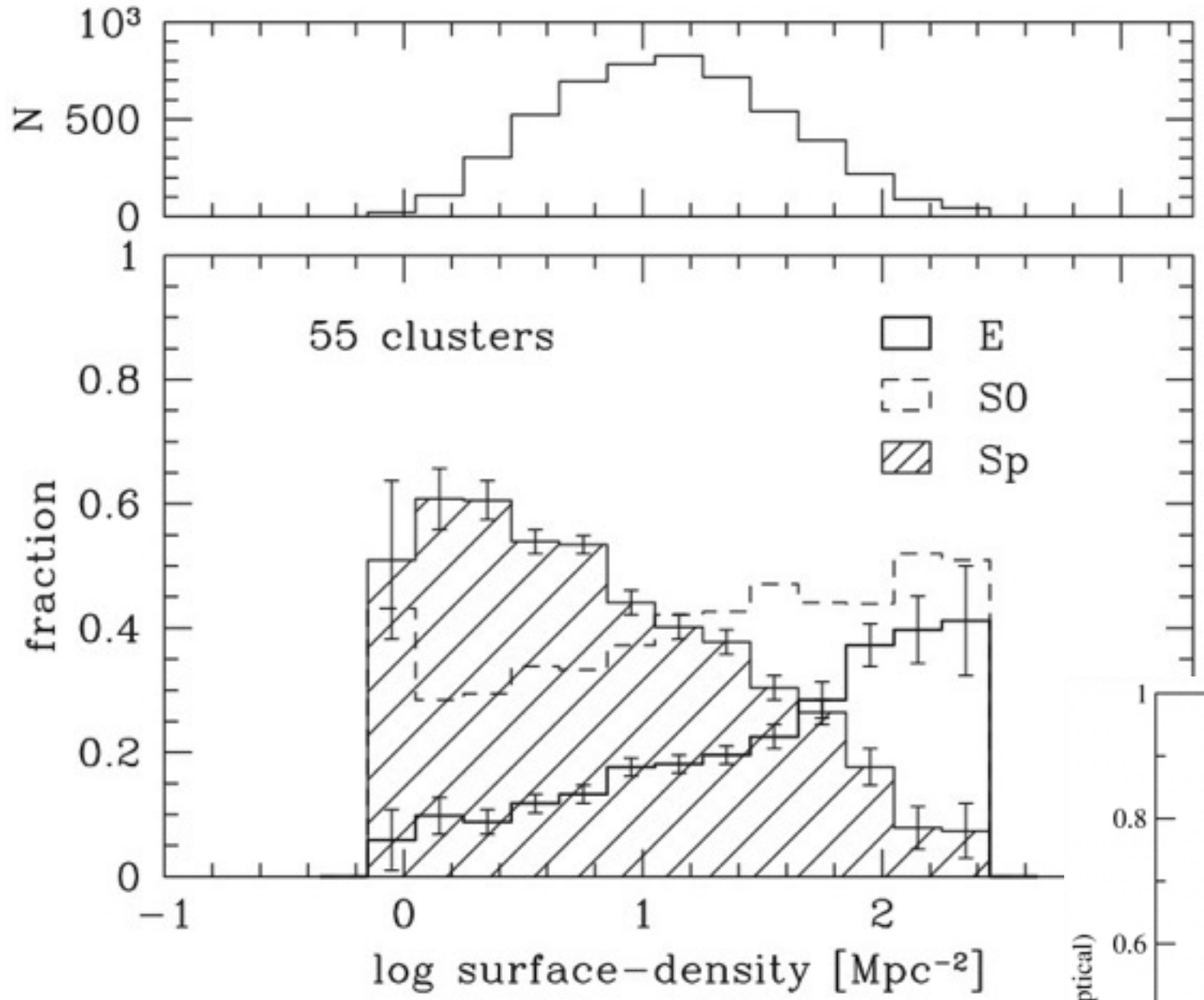
Ultraluminous Infrared Galaxies **HST** • WFPC2
NASA and K. Borne (Raytheon ITSS and NASA Goddard Space Flight Center), H. Bushouse (STScI), L. Colina (Instituto de Fisica de Cantabria, Spain) and R. Lucas (STScI)

Aquecimento de discos por merger

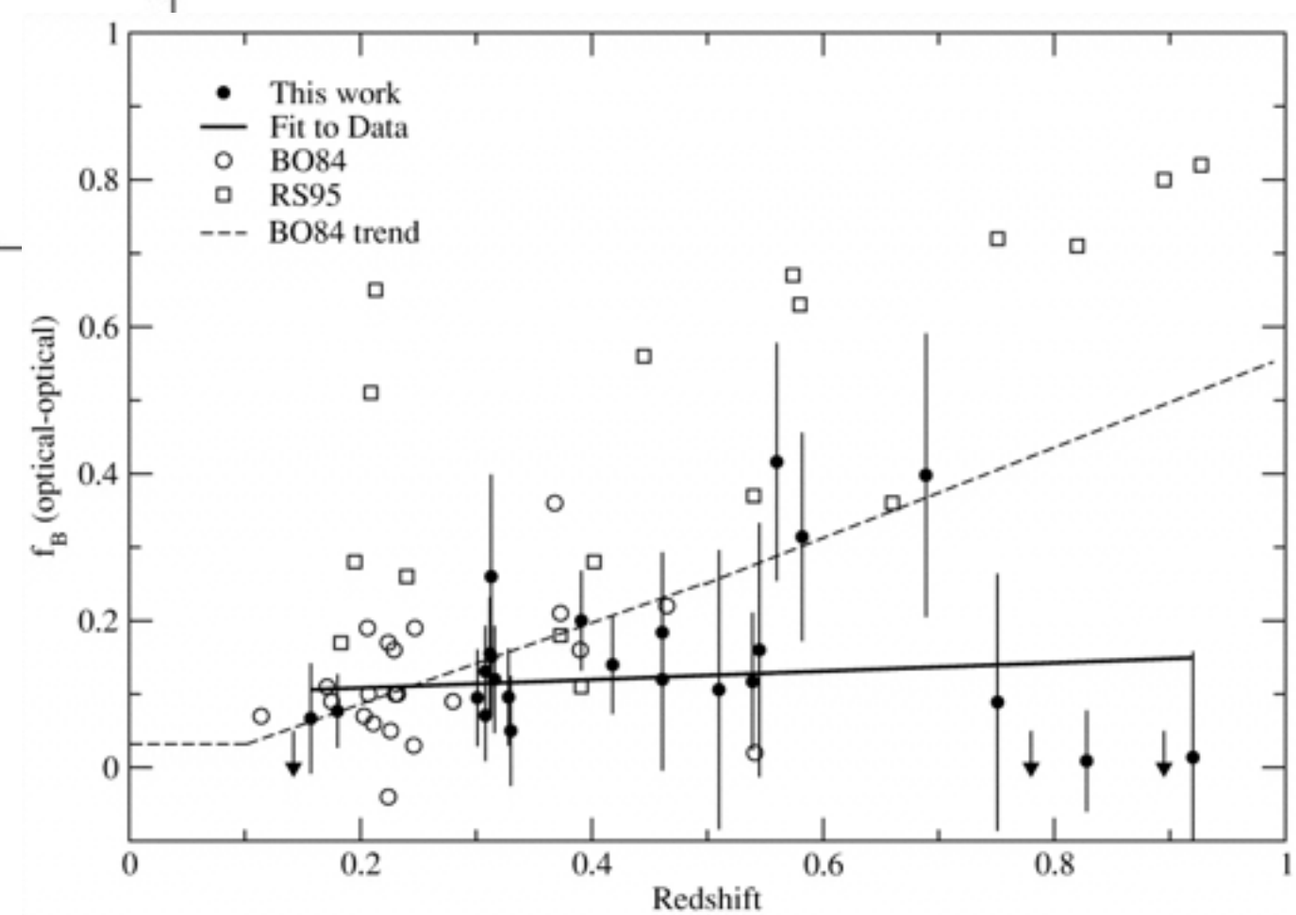
- discos aquecem quando acretam significativas quantidades de massa
- a existência de um disco fino na Galáxia implica que esta não sofreu minor merger nos últimos Ganos.
- o aquecimento associado a acresção de satélites é atualmente um potencial problema para o modelo hierárquico de formação de estruturas
- pelo paradigma CDM atual, halos de matéria escura contém vários subhalos (com ou sem galáxias satélites) que causam aquecimento (espessamento) dos discos
- como então discos finos são tão comuns no Universos local? Gás é eficiente em esfriar rapidamente os discos após o merger?
- Purcell et al., 2009; Robertson et al., 2006; Moster et al., 2009

Transformação de galáxias em aglomerados

Relação Morfologia - Densidade



Efeito Butcher-Oemler: a parte central dos aglomerados de galáxias em redshifts intermediários (z ~ 0.3) tem uma maior fração de galáxias azuis



http://iopscience.iop.org/0004-637X/598/1/20/fulltext/56711.fg5.html

Transformação de galáxias em aglomerados

- Ambientes densos contém uma maior fração de galáxias classificadas como early-type, são na média mais vermelhas, com menos gás, taxas de formação estelar mais baixas
- isso sugere algum tipo de transformação late -> early type; star forming -> passive quando a galáxia entra ou se torna parte de um ambiente mais denso
- grosso modo, galáxias em clusters podem ser afetadas pelo ambiente de três modos:
  - interações de maré com outras galáxias do cluster e com o poço de potencial do aglomerado
  - fricção dinâmica, que provoca um lento “cair" da galáxia ao centro do aglomerado
  - interações com o meio intracluster (ICM)

Galaxy Harassment (Assédio Galáctico)

- a velocidade típica de uma galáxia em um aglomerado é da ordem da dispersão de velocidade do aglomerado, portanto muito maior do que a dispersão de velocidade interna da galáxia
- isso caracteriza que a maioria dos encontros é do tipo "*high speed encounter*"
- a galáxia é "aquecida" -> expande -> se torna menos ligada gravitacionalmente -> mais vulnerável a perda de massa em outros encontros e por efeitos de maré
- galaxy harassment é o efeito cumulativo de vários encontros de alto velocidade
- *harassment* não altera o perfil $r^{1/4}$ de galáxias elípticas (Aguilar & White 1986)
- discos podem ser quase totalmente destruídos em 1 ou 2 passagens pelo aglomerado (Farouki & Shapiro 1981), principalmente espirais Sc-Sd (Moore et al. 1998).

Galaxy Harassment

- Discos remanescentes são aquecidos, e podem se transformar em uma componente esferoidal parecida com dwarf ellipticals.
- Combinado com perda de massa por pressão de arrasto, potencialmente transforma Sc-Sd em S0

http://annesastronomynews.com/photo-gallery-ii/galaxies-clusters/the-spindle-galaxy-ngc-5866-m102/

http://www2.lowell.edu/rsch/LMI/gallery.html

https://www.astro.virginia.edu/class/whittle/astr553/Topic02/t2_dE_dSph.html

Galaxy Harassment

- Consistente com o efeito Butcher & Oemler (1978) (aglomerados em z ~ 0.3 contém maiores frações de galáxias azuis do que aglomerados em z ~ 0)
- Inconsistente com a observação de que a maioria das dwarf ellipticals tem rotação baixa ou nula (simulações prevêem que os esferoides remanescentes manteriam alta rotação)
- tem pouco impacto morfológico em espirais mais compactas como Sa-Sb (mas podem causar instabilidades e aquecer os discos).

Perda de massa por pressão de arrasto

- Pressão exercida sobre um corpo que se move dentro de um fluido, causando uma força de arrasto $P = \rho v^2$
- no caso de galáxias, o fluido é o meio intracluster (gás quente)
- se a pressão for suficientemente forte, pode retirar o gás interno da galáxia e impedir formação estelar
- pressão de arrasto é invocado para explicar porque galáxias em aglomerados revelam um deficit de galáxias ricas em gás com formação estelar recente

Perda de massa por pressão de arrasto

- pode transformar algumas espirais em lenticulares

- Mas:
  - simulações indicam que nem todo o gás pode ser retirado por esse processo
  - há grandes evidências observacionais de que a perda de massa é efetiva apenas nas regiões mais externas das galáxias
  - o gás remanescente pode ser comprimido, de modo a aumentar a formação estelar!

Estrangulação

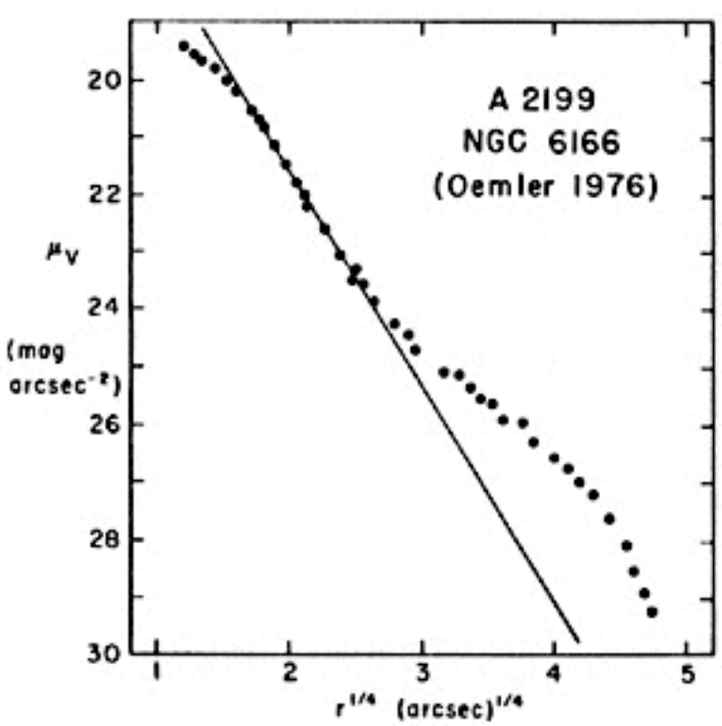
- Tanto por efeitos de maré quanto pressão de arrasto, espera-se que a maior parte do gás seja retirado das galáxias quando estas são acretadas em ambientes densos
- Isso causa um decline gradual da formação estelar conforme o "combustível" acaba, o que é conhecido por "**estrangulação**".
- Consistente com as evidências de que as taxas de formação estelar em galáxias do campo são várias vezes maiores do que em galáxias semelhantes em aglomerados.
- A maioria dos modelos de evolução de galáxias de hoje incluem a estrangulação que, em combinação com mergers, consegue reproduzir a maioria das relações entre taxa de formação estelar e morfologia com massa estelar e ambiente.
- No entanto, algum *fine-tunning* nas prescrições ainda é necessária para reproduzir as cores observadas (over-quencing; Kimm et al. 2009; Font et al. 2008; McCarthy et al. 2008)

Canibalismo galáctico

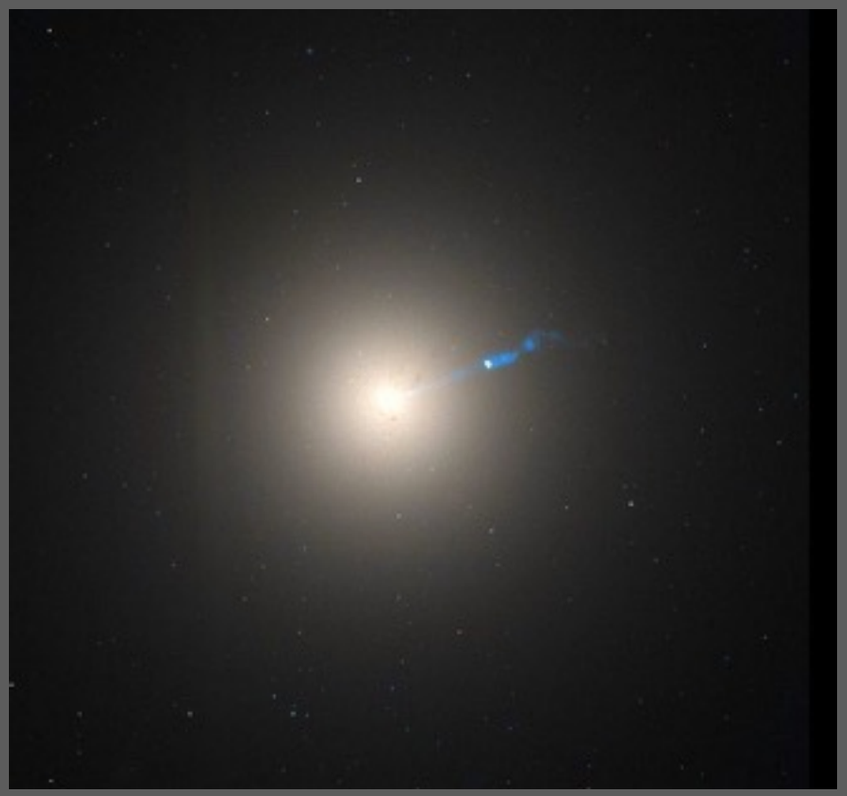
- Em aglomerados a taxa de mergers é baixa devido às altas velocidades dos encontros
- Uma importante exceção refere-se a galáxia central do aglomerado
- devido a fricção dinâmica, as galáxias perdem energia e momento e espiralam para o centro do potencial
- **canibalismo galáctico** é o nome dado ao processo no qual a galáxia central do aglomerado acreta satélites que chegam ao centro do potencial. Efeitos:
  - crescimento de massa da galáxia central
  - depleção de galáxias satélites massivas, para as quais o tempo de fricção dinâmico é menor, aumentando a diferença de magnitude entre a galáxia mais brilhante e a segunda mais brilhante $\Delta\mathscr{M}_{12}$

Galáxias cD

- galáxias elípticas gigantes com halo estendido, e frequentemente com vários cores (cD de classificação de Yerkes = supergigante difusa)
- Contribui sozinha para 1 - 7% da massa bariônica do algomerado



Brightness profile of the cD galaxy NGC 6166. The straight line is the adopted $r^{1/4}$-law fit. The outermost measured point is at a radius of 460 kpc.



M87: Galáxia central do aglomerado de Virgo

NGC1275: Perseus A

Formação de anãs elípticas

- É tentador imaginar que o cenário de formação é o mesmo de elípticas maiores, apenas com progenitores de menores massas.

- mas a previsão deste cenário é de que as dE deveriam ser mais comuns em halos de baixa massa, ser menos concentradas do que elípticas maiores, e ter rotação. Todas essas previsões estão em amplo desacordo com os dados observacionais.

- Três cenários de formação de dE e dSph

  1. perda de gás por pressão de arrasto transforma dIrr em dE/dSph: mas não explica a falta de rotação desses sistemas e a frequência de aglomerados globulares.

  2. *galaxy harassment* transforma S em dE/dSph: as progenitores poderiam ser as galáxias Butcher-Oemler; mas apresenta os mesmos problemas que o cenário 1.

  3. perda de massa por efeito de maré transforma E em dE/dSph: mas isso implicaria que as metalicidade e M_{BH} seriam as mesmas das E, o que está em claro desacordo com as observações.

Então ?????

Lentes gravitacionais

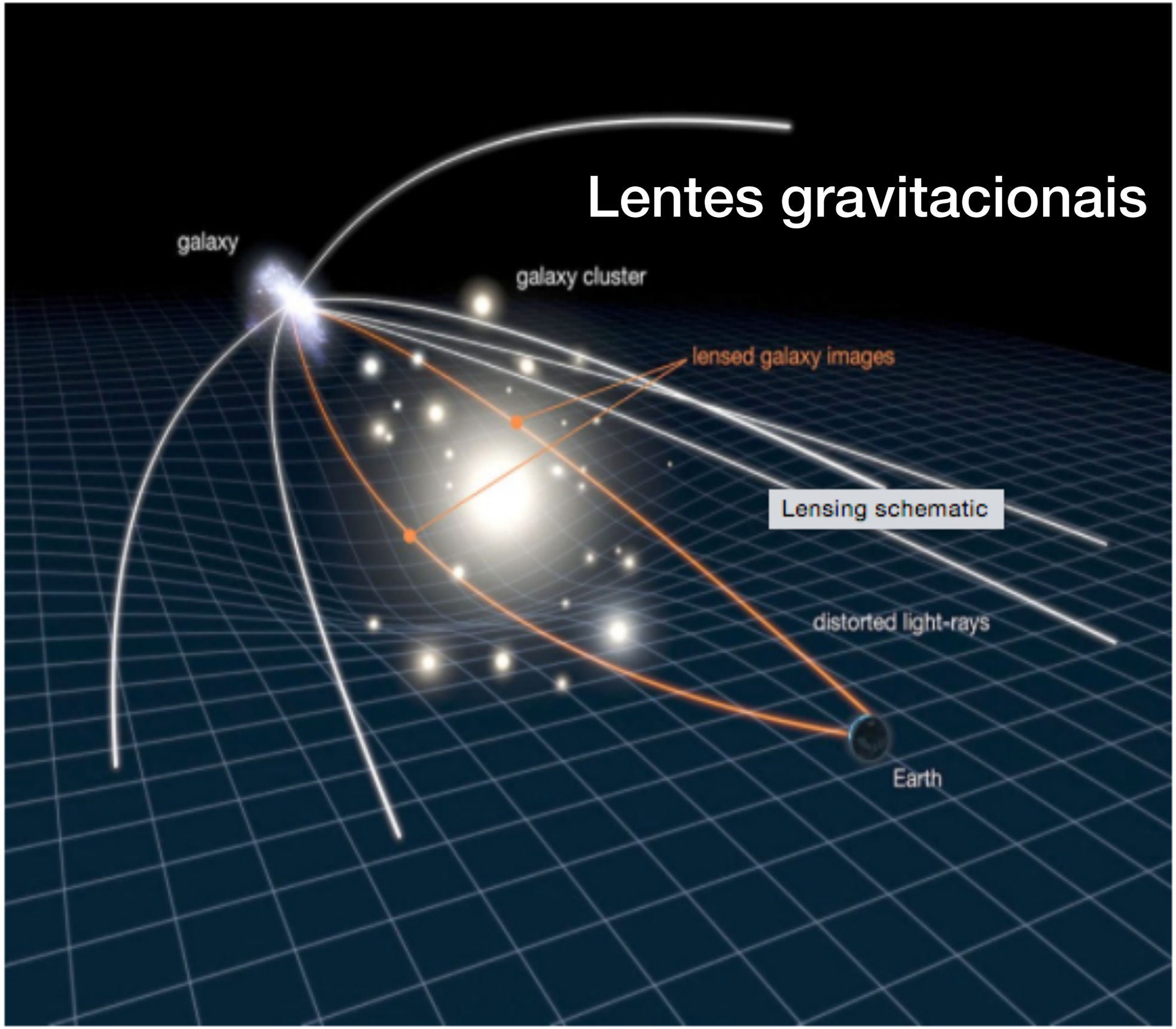


Image: NASA/ESA

http://www.cfhtlens.org/public/what-gravitational-lensing

Lentes gravitacionais

- Previstas por A. Einstein (1912), comprovada no eclipse solar de 1919

$$\alpha \approx \frac{4G\mathcal{M}}{bc^2} = \frac{2R_s}{b}.$$

R_s is the *Schwarzschild radius* $2G\mathcal{M}/c^2$

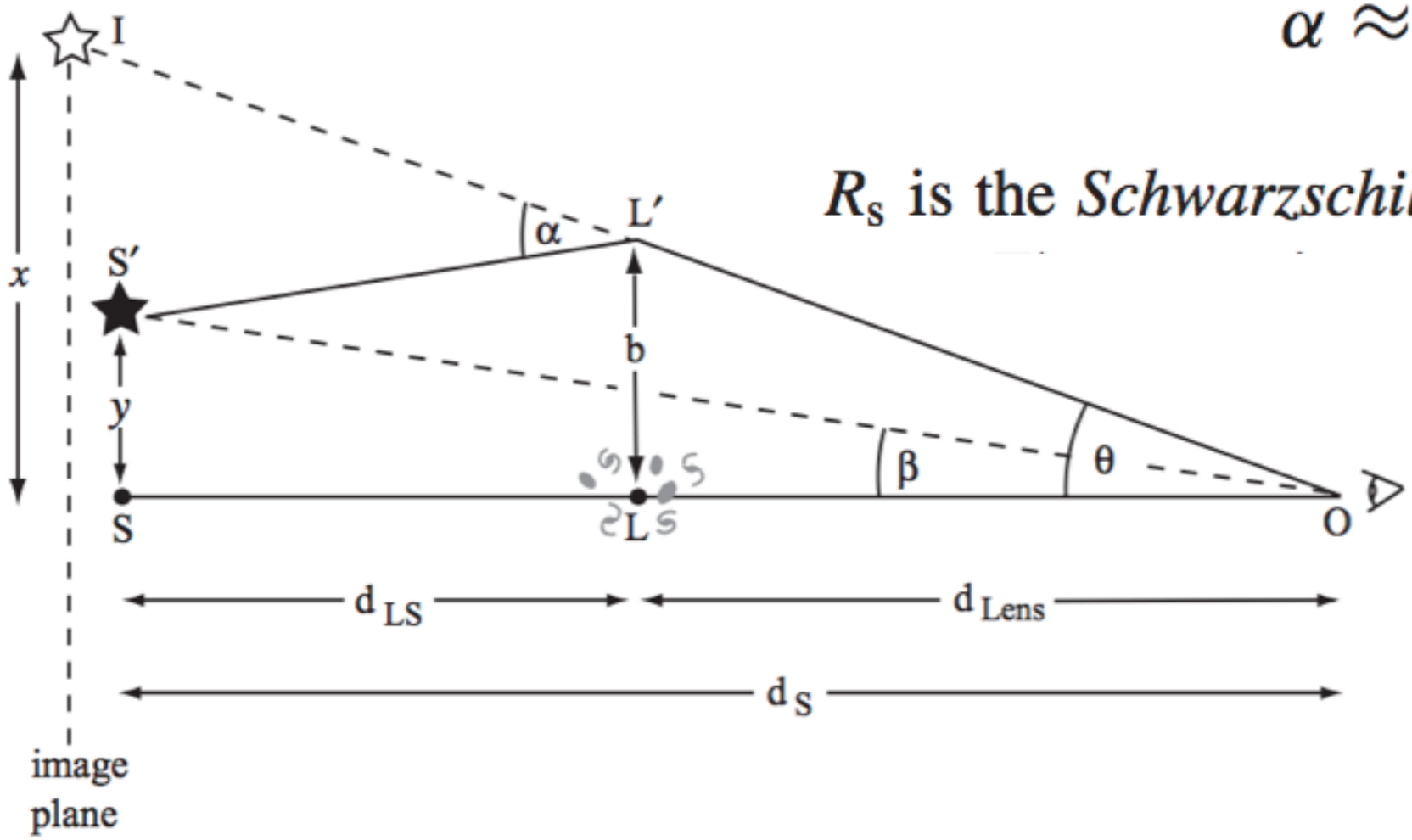
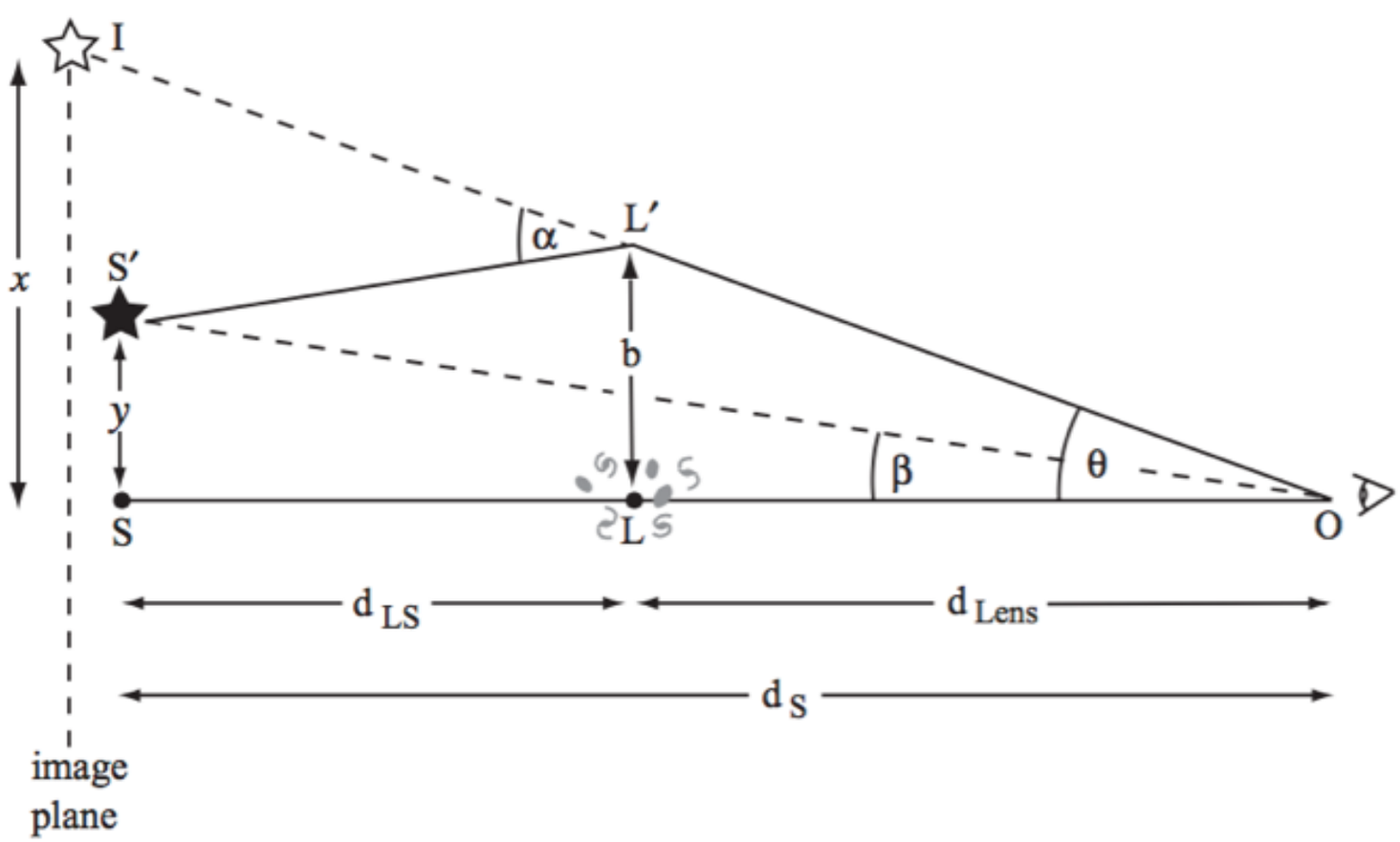


Fig. 7.14. The gravity of the mass $\mathcal{M}$ at L bends light from a distant source at S′ toward the observer at O; the source appears instead at position I.

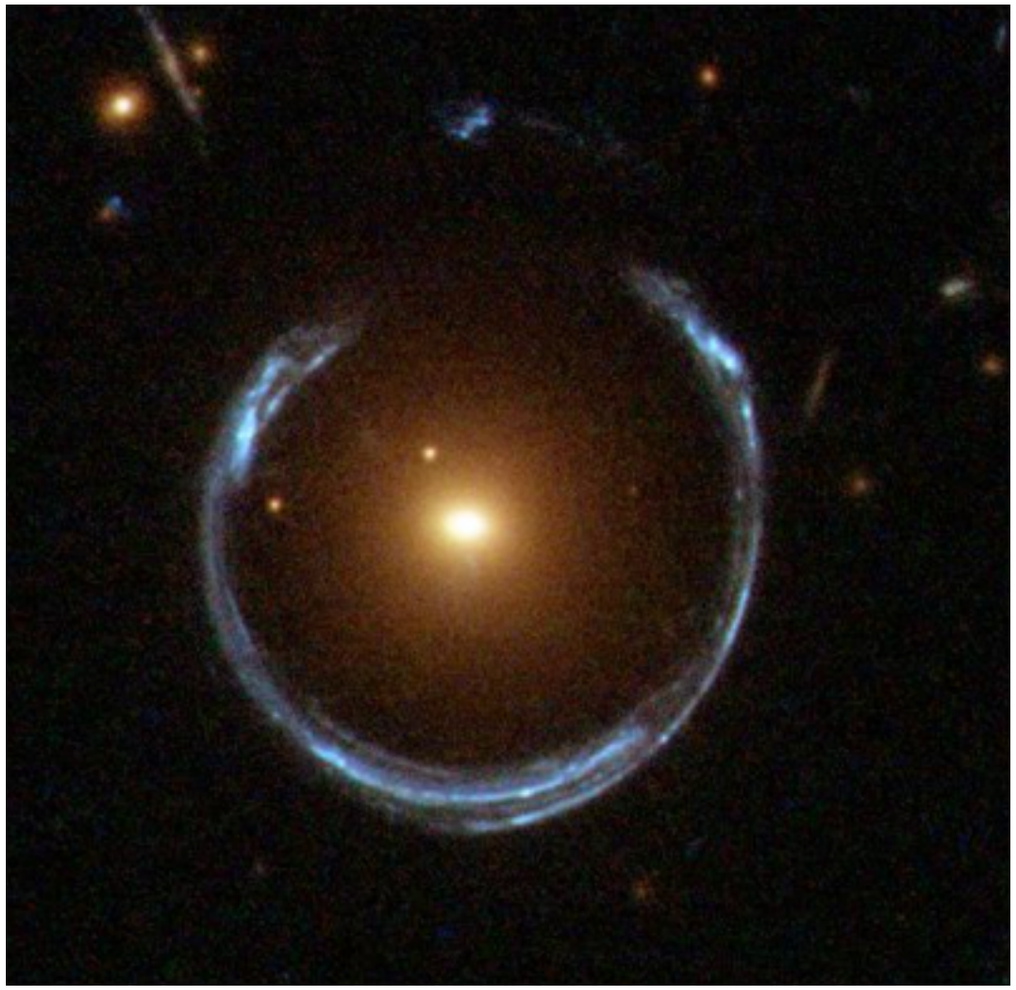
Lentes gravitacionais

- Enquanto o brilho superficial é conservado, uma lente provoca um aumento do ângulo sólido da imagem, portanto aumentando o brilho total da imagem

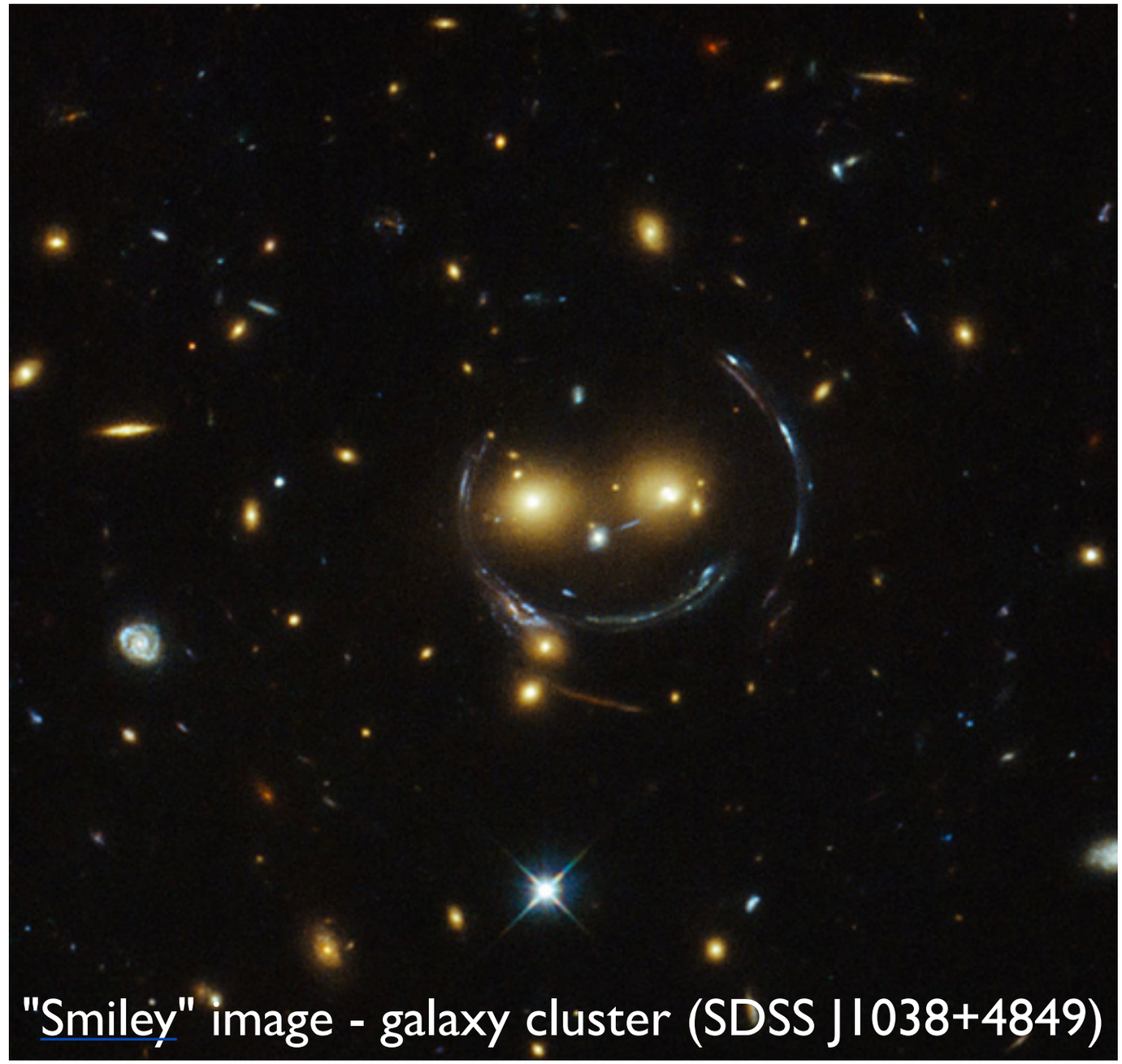
- O fator de magnificação é dado por: $\mu = \frac{\theta}{\beta}\frac{d\theta}{d\beta}$



Anéis de Einstein

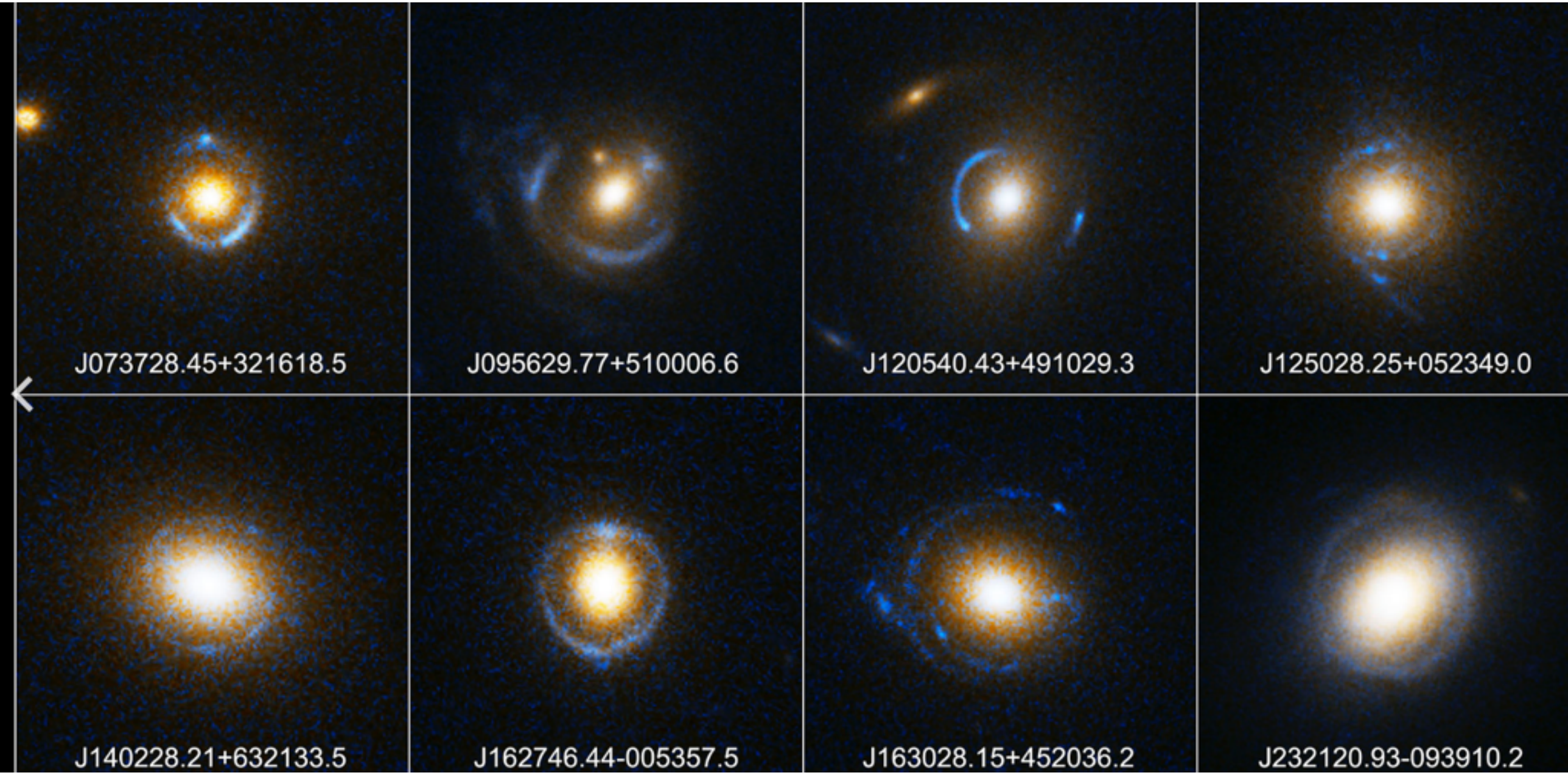


LRG 3-757



"Smiley" image - galaxy cluster (SDSS J1038+4849)

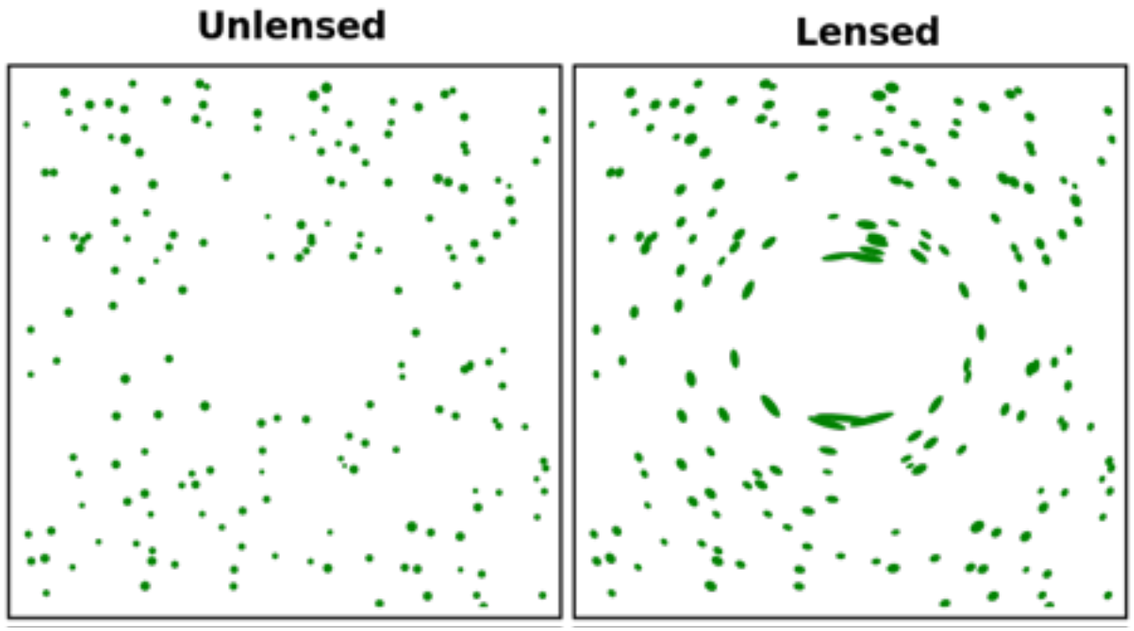
Anéis de Einstein



Wiki, crédito NASA

Regimes de lentes

- **Lentes fortes**: produz múltiplas imagens e anéis de Einstein
- **Micro-lentes**: a massa da “lente" é pequena (estrela ou planeta) e o deslocamento de imagem não é observável, mas o aumento de luminosidade é mensurável
- **Lentes fracas:** medida intrinsecamente estatística, as distorções de imagens não são “óbvias" como nas lentes fortes



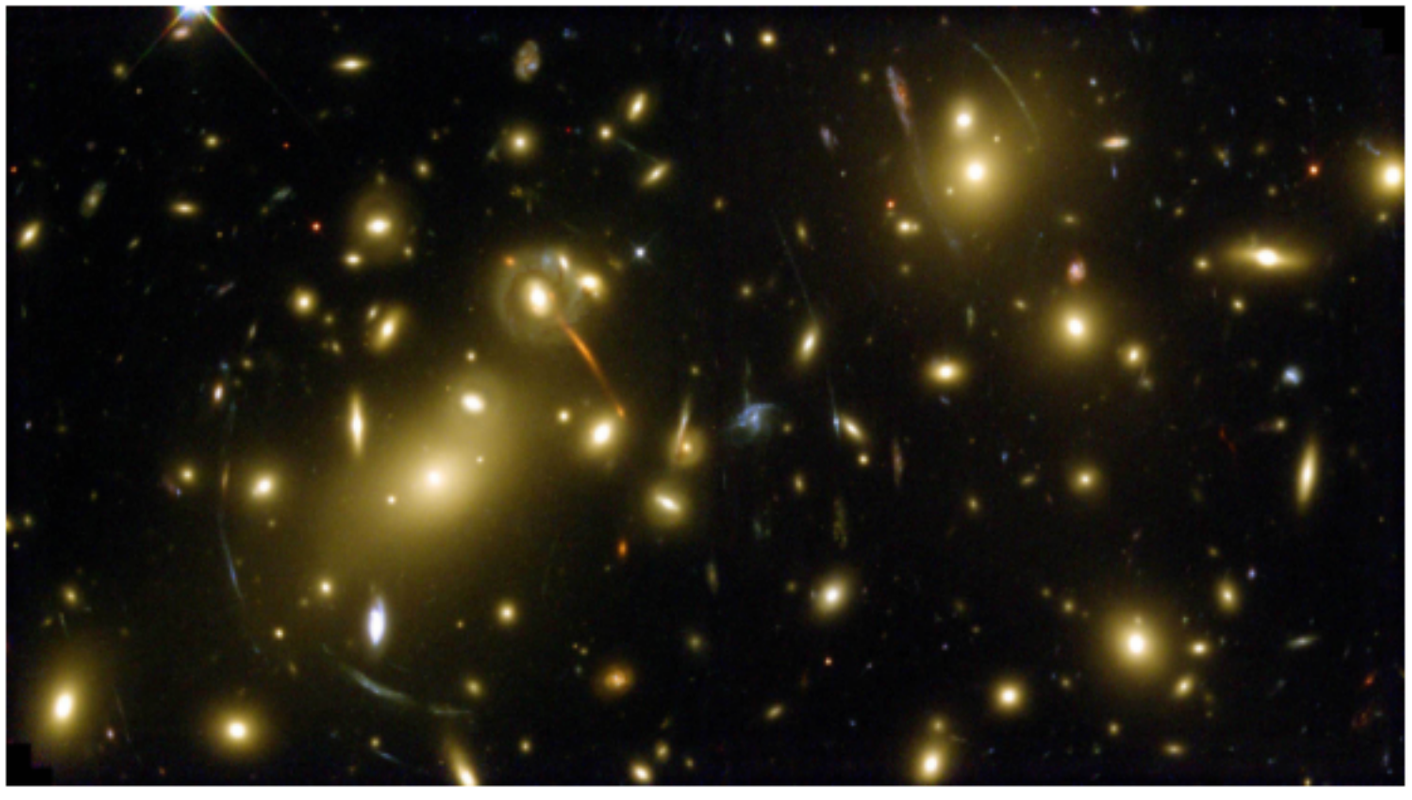


Image: NASA/ESA