Grupos e Aglomerados de Galáxias

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

Versão enxuta !

Distribuição de matéria no Universo

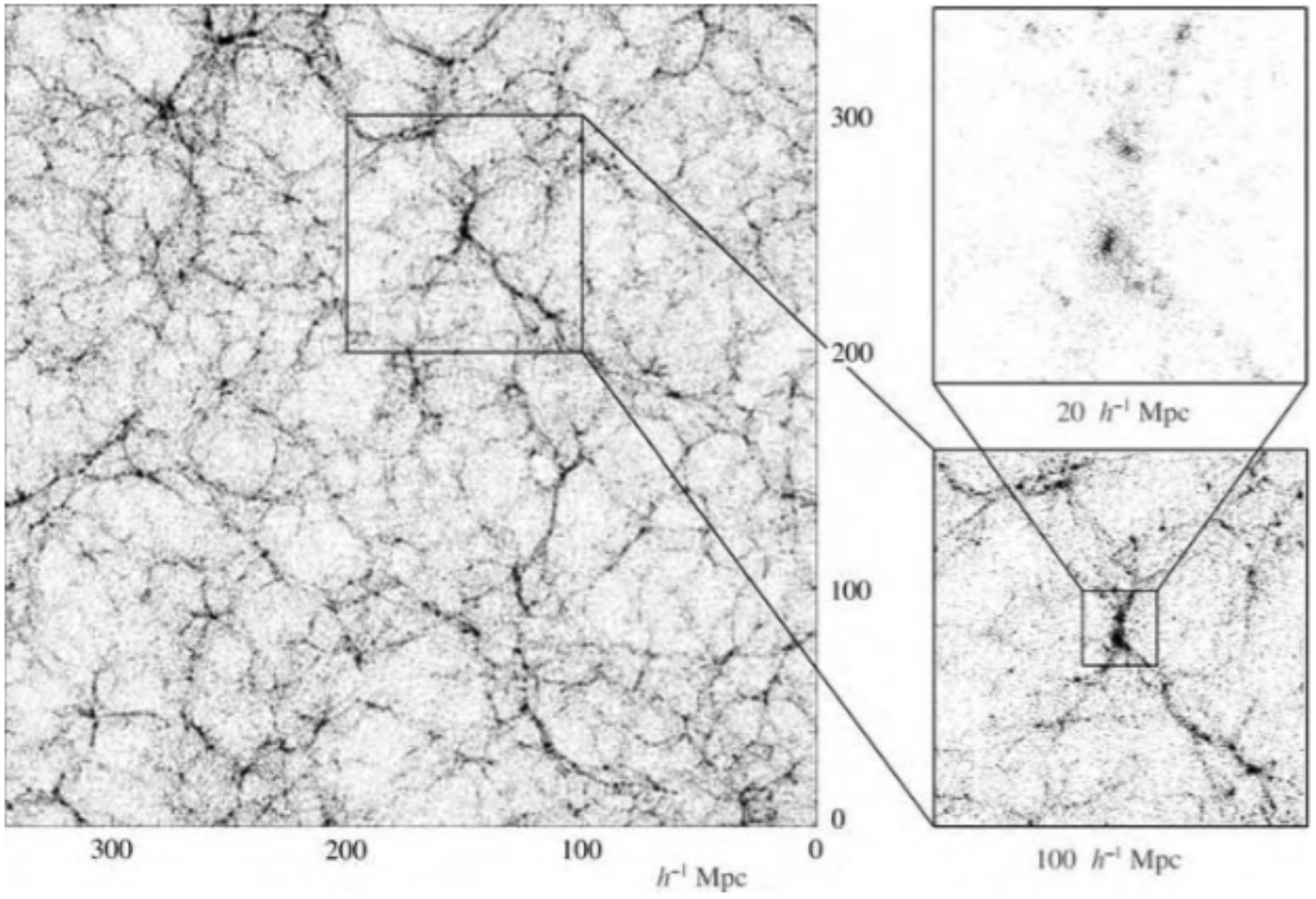
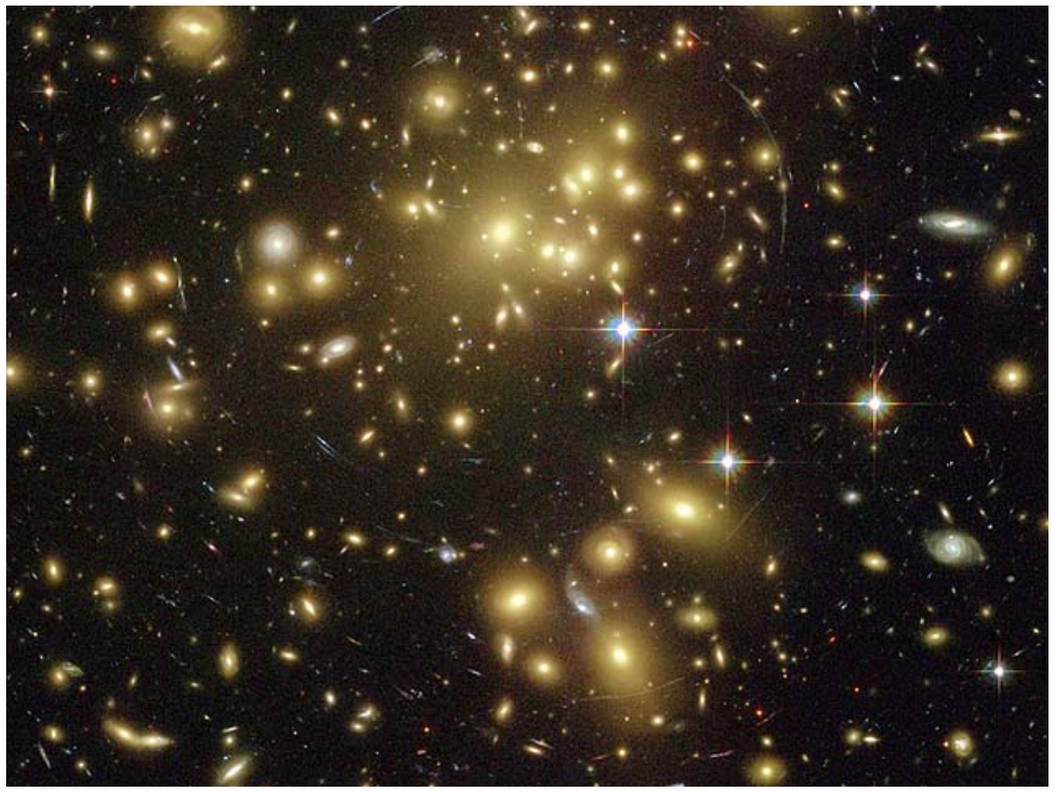


Fig. 8.16. A slice $20h^{-1}$ Mpc thick, through a gravitational N-body simulation with cold dark matter, viewed at the present day. Side frames show magnified views of dense clumps; galaxy groups would form in these 'dark halos' – D. Weinberg.

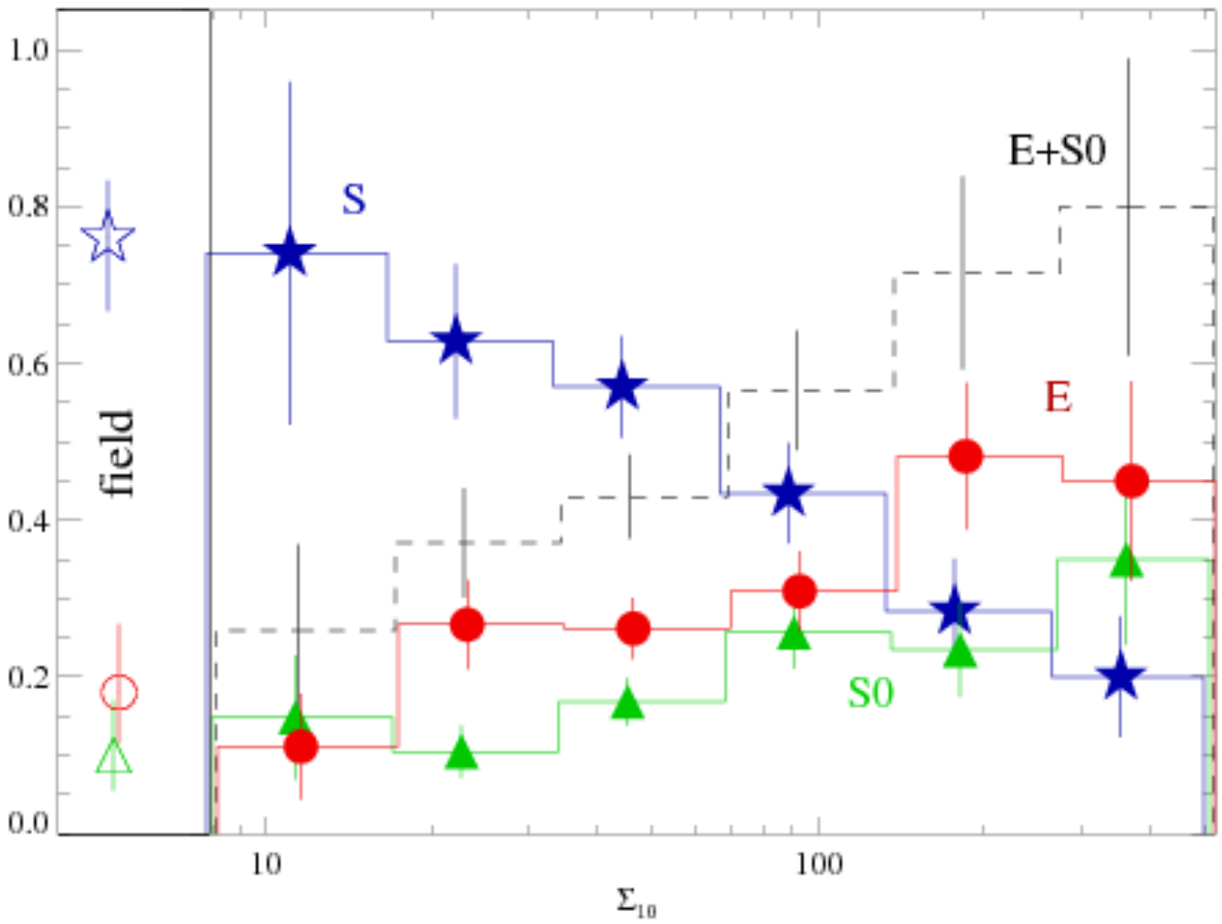
Grupos e Aglomerados

- 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"



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

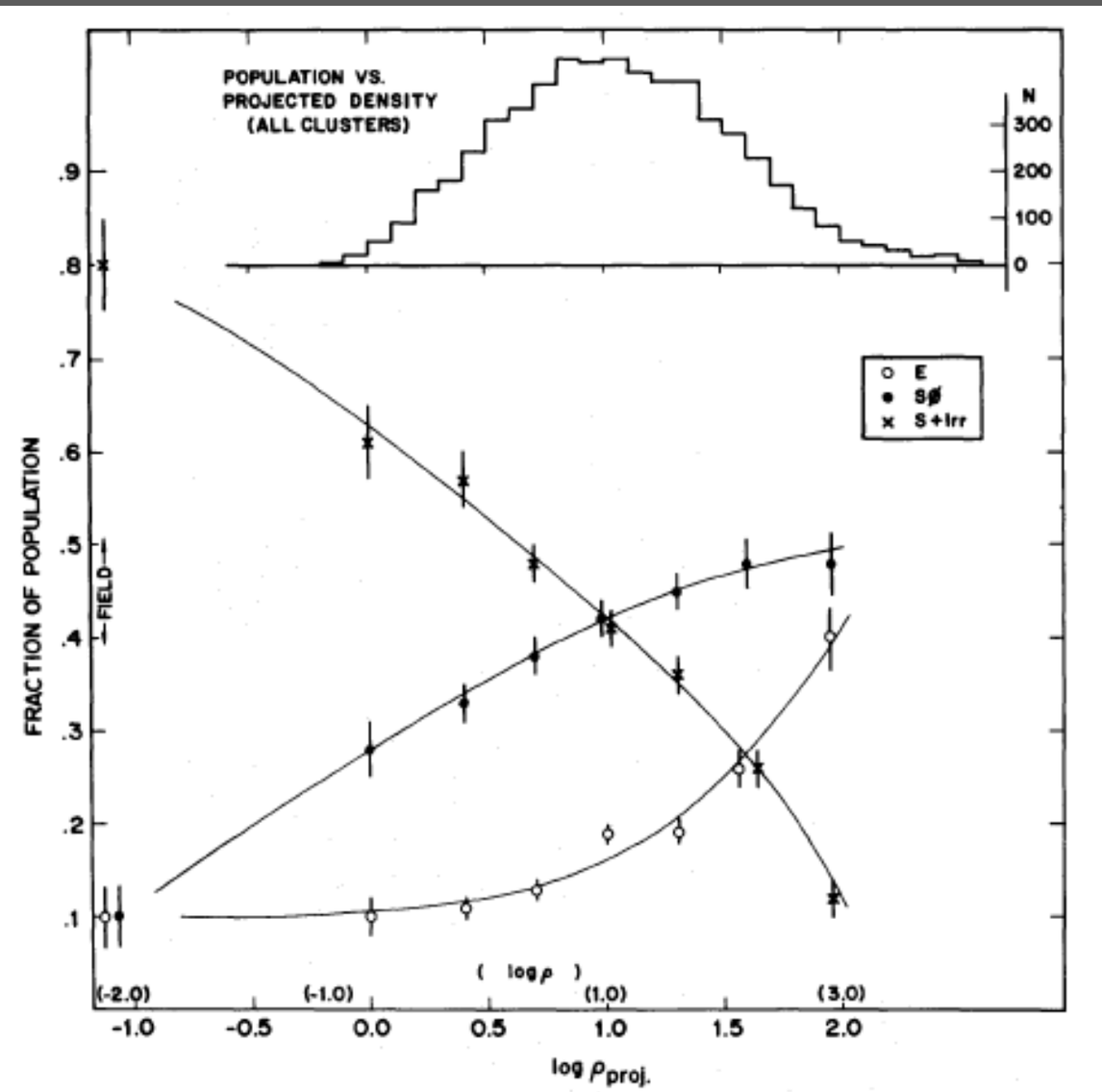


FIG. 4.—The fraction of E, S0, and S+I galaxies as a function of the log of the projected density, in galaxies Mpc^{-2}. The data shown are for all cluster galaxies in the sample and for the field. Also shown is an estimated scale of true space density in galaxies Mpc^{-3}. The upper histogram shows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

Dressler (1980)

Aglomerados	Grupos
Mais densos e ricos (pelo menos umas 50 galáxias luminosas $L \gtrsim L_\star \sim 2 \times 10^{10} L_\odot$	Massas até $\sim 10^{14} \mathcal{M}_\odot$
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

Grupos
A casa de galáxias disco

- 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.

Aglomerados Ricos:

o Domínio de Galáxias Lenticulares e Elípticas

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

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

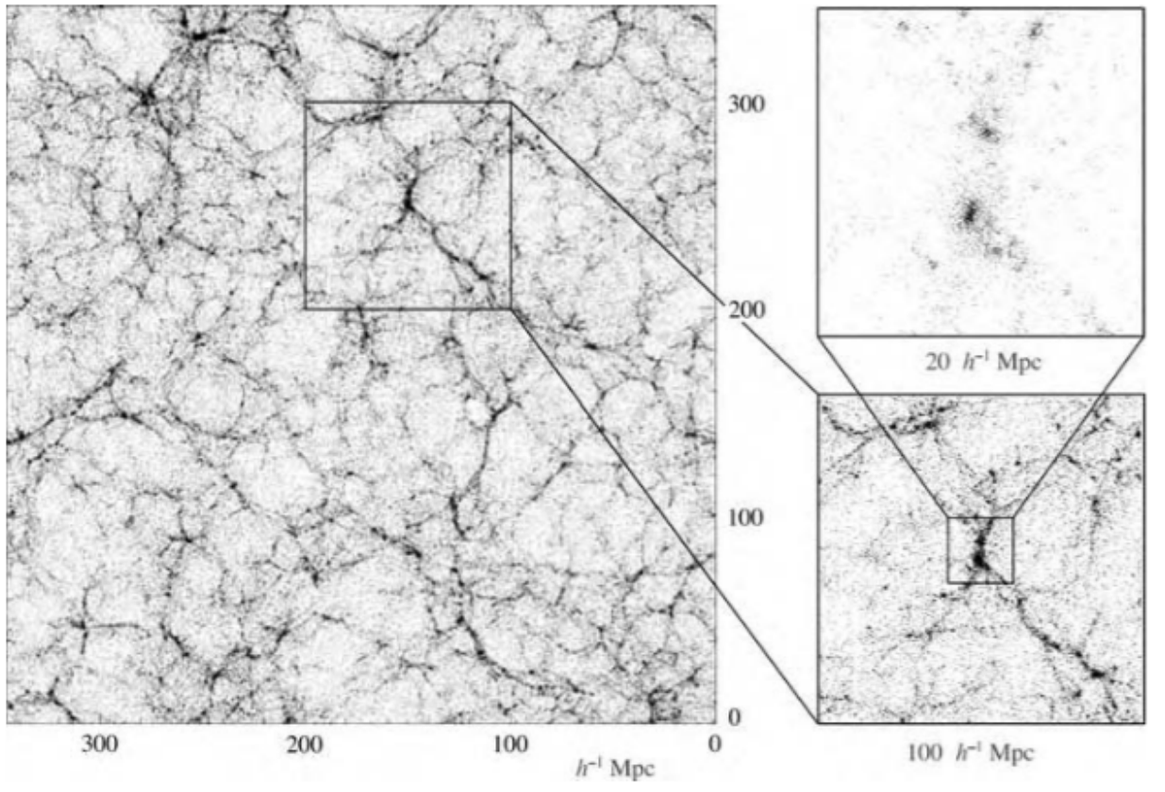


Fig. 8.16. A slice $20h^{-1}$ Mpc thick, through a gravitational *N*-body simulation with cold dark matter, viewed at the present day. Side frames show magnified views of dense clumps; galaxy groups would form in these 'dark halos' – D. Weinberg.

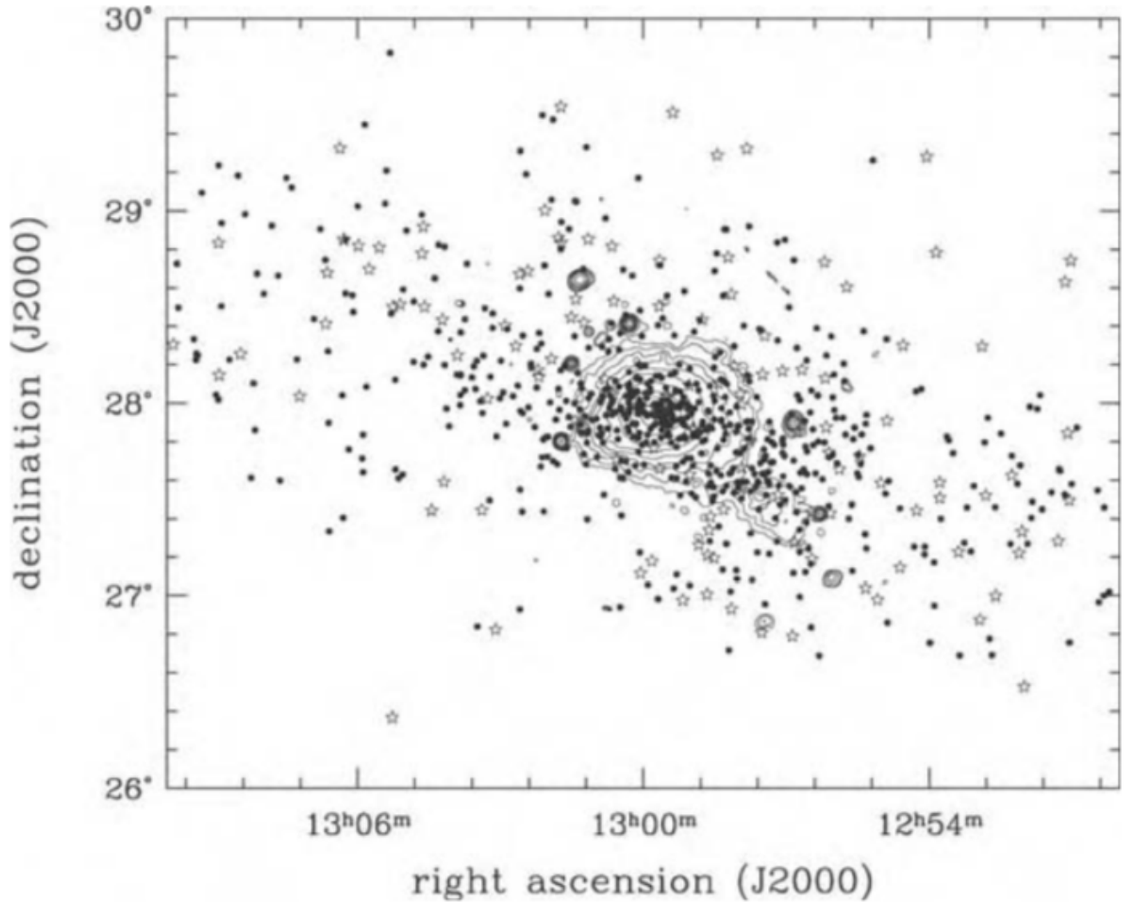


Fig. 7.10. The Coma cluster: solid dots show elliptical galaxies; open stars are spirals. Contours show the intensity of X-rays.

Halo de gás quente

$$\mathcal{M}(<r) = \frac{k_{\rm B}}{\mu m_{\rm p}} \frac{r^2}{G\rho(r)} \frac{\rm d}{{\rm d}r}(-\rho T).$$

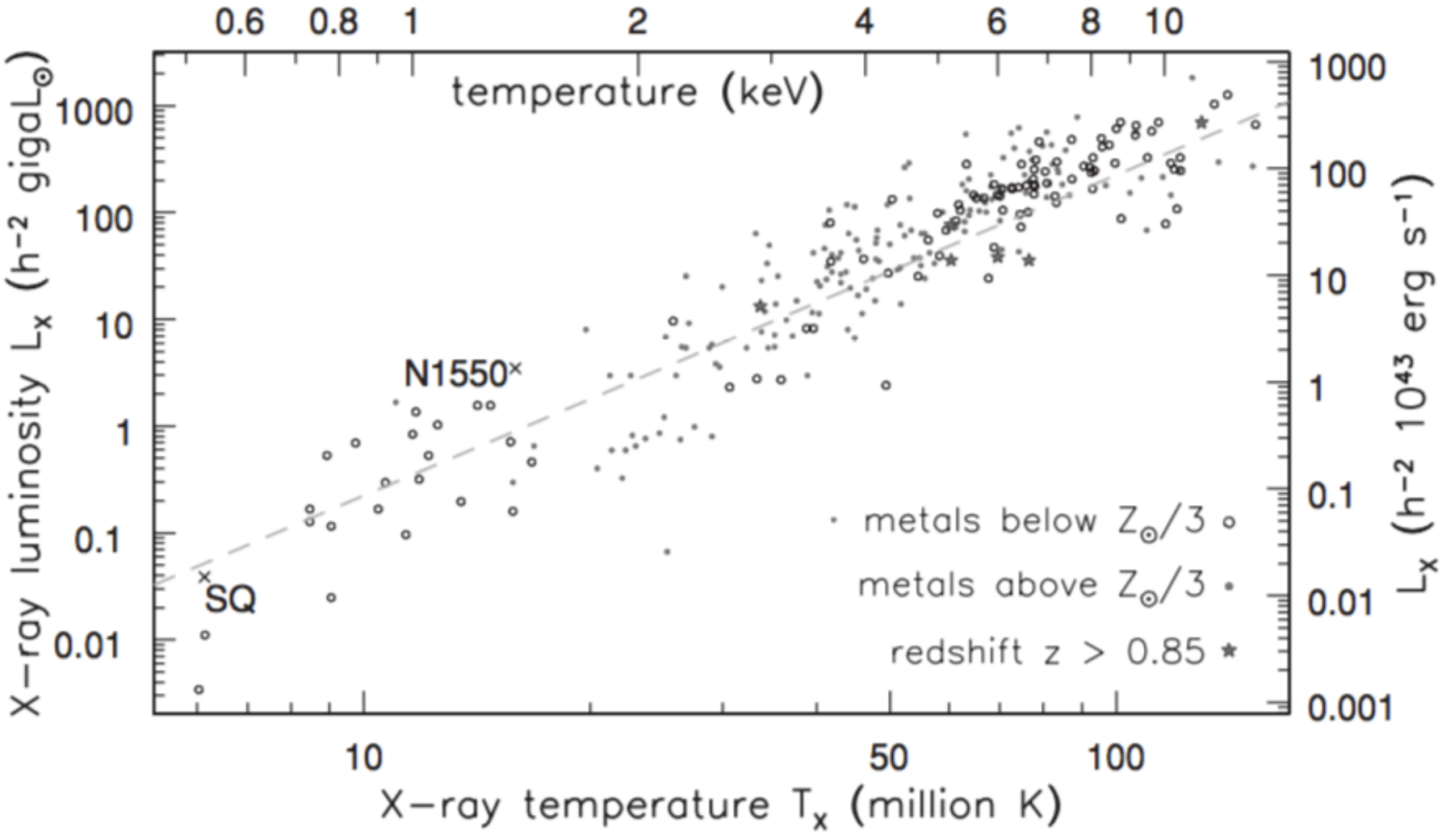
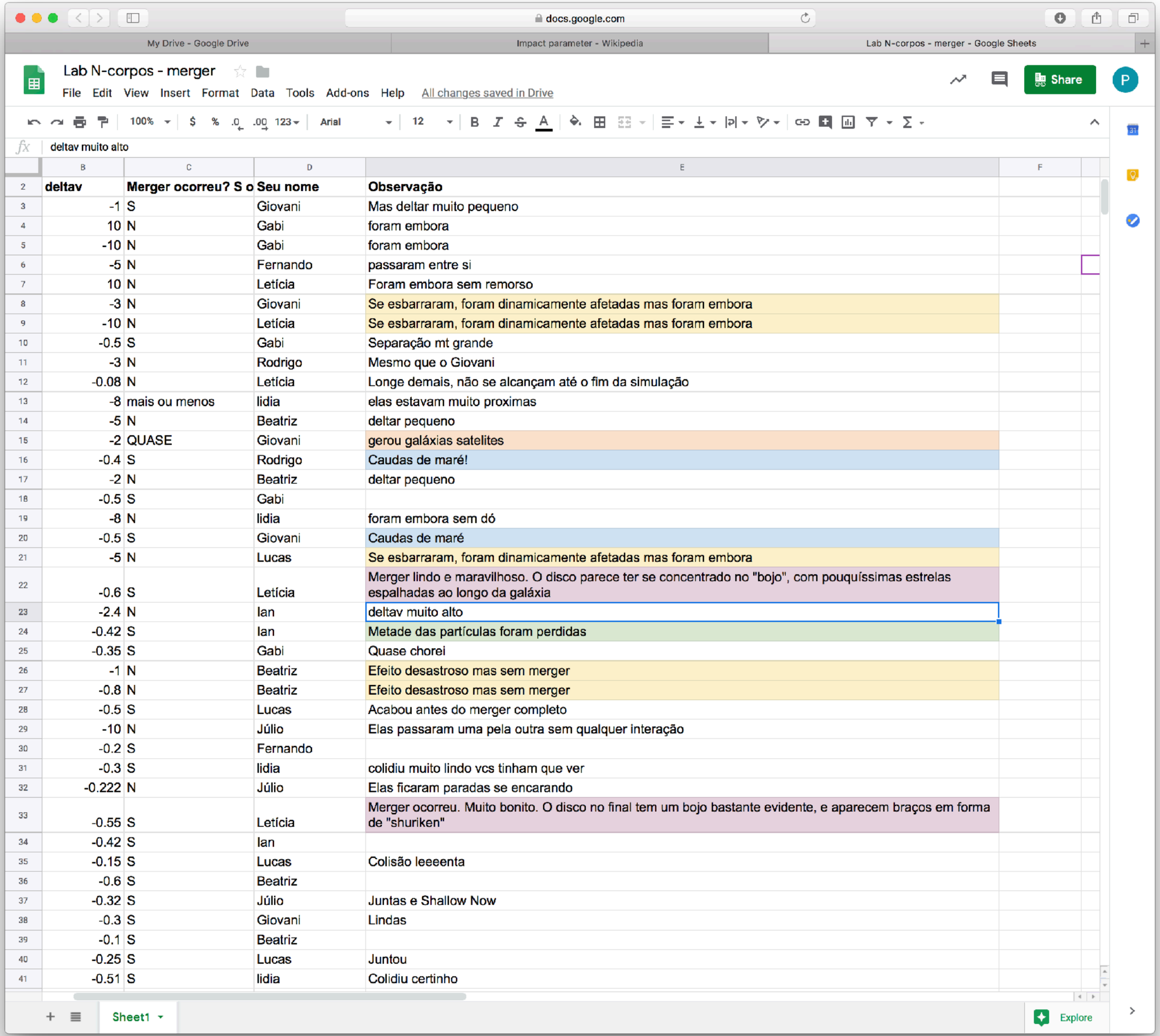


Fig. 7.12. The X-ray luminosity $L_{\rm X}$ of a galaxy cluster or group, in units of the Sun's bolometric luminosity, increases with the gas temperature $T_{\rm X}$: the dashed line shows $L_{\rm X} \propto T_{\rm X}^3$. Stephan's Quintet and the NGC 1550 group follow the same trend. This relation has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

Interações entre galáxias e evolução morfológica

- **Interações possíveis entre as galáxias dentro de um aglomerado**
  - 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



docs.google.com

My Drive - Google Drive | Impact parameter - Wikipedia | Lab N-corpos - merger - Google Sheets

Lab N-corpos - merger

File Edit View Insert Format Data Tools Add-ons Help All changes saved in Drive

Share

100% $ % .0 .00 123 Arial 12

fx deltav muito alto

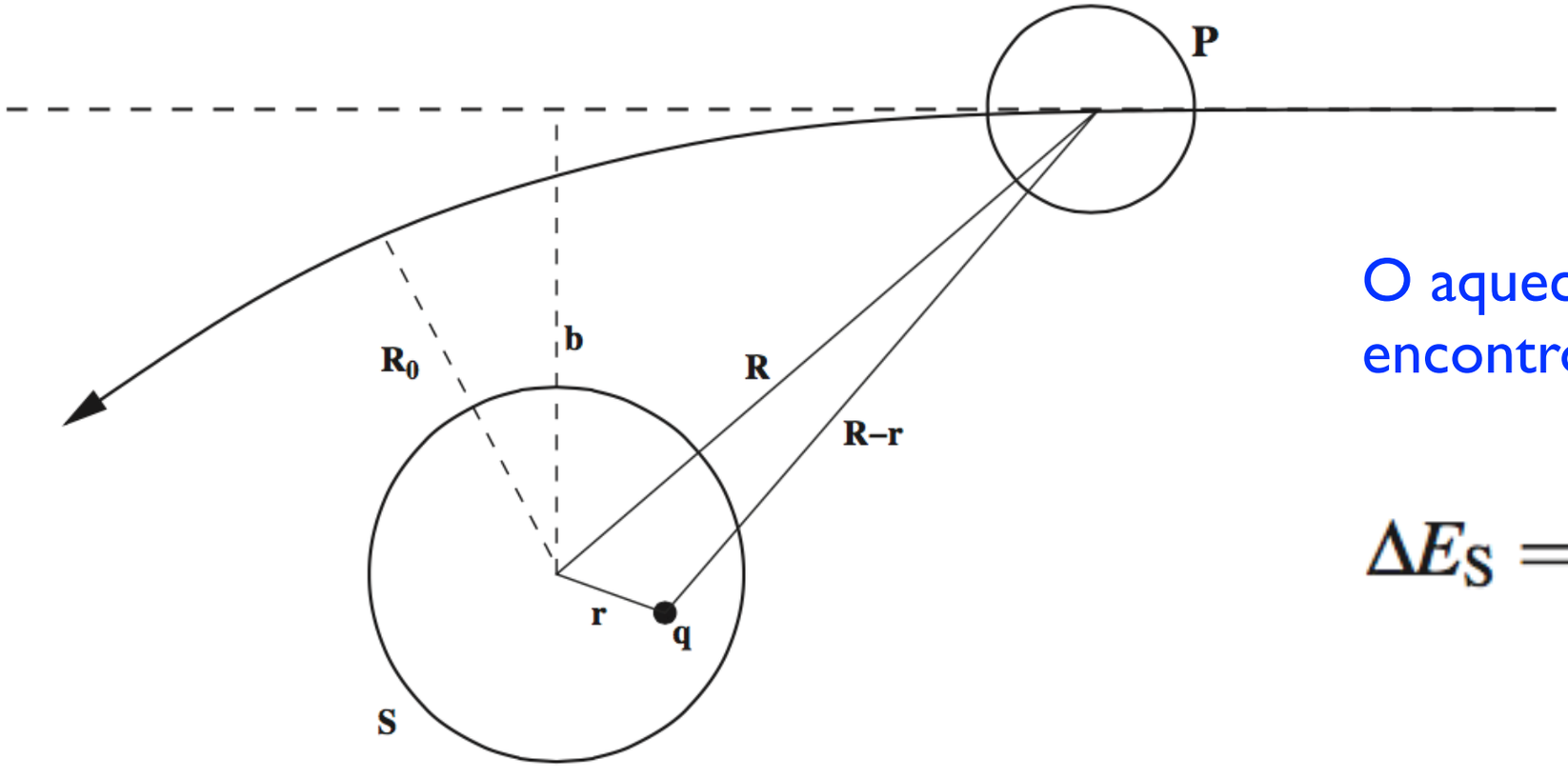
	B	C	D	E	F
2	**deltav**	**Merger ocorreu? S o**	**Seu nome**	**Observação**	
3	-1	S	Giovani	Mas deltar muito pequeno	
4	10	N	Gabi	foram embora	
5	-10	N	Gabi	foram embora	
6	-5	N	Fernando	passaram entre si	
7	10	N	Letícia	Foram embora sem remorso	
8	-3	N	Giovani	Se esbarraram, foram dinamicamente afetadas mas foram embora	
9	-10	N	Letícia	Se esbarraram, foram dinamicamente afetadas mas foram embora	
10	-0.5	S	Gabi	Separação mt grande	
11	-3	N	Rodrigo	Mesmo que o Giovani	
12	-0.08	N	Letícia	Longe demais, não se alcançam até o fim da simulação	
13	-8	mais ou menos	lidia	elas estavam muito proximas	
14	-5	N	Beatriz	deltar pequeno	
15	-2	QUASE	Giovani	gerou galáxias satelites	
16	-0.4	S	Rodrigo	Caudas de maré!	
17	-2	N	Beatriz	deltar pequeno	
18	-0.5	S	Gabi		
19	-8	N	lidia	foram embora sem dó	
20	-0.5	S	Giovani	Caudas de maré	
21	-5	N	Lucas	Se esbarraram, foram dinamicamente afetadas mas foram embora	
22	-0.6	S	Letícia	Merger lindo e maravilhoso. O disco parece ter se concentrado no "bojo", com pouquíssimas estrelas espalhadas ao longo da galáxia	
23	-2.4	N	Ian	deltav muito alto	
24	-0.42	S	Ian	Metade das partículas foram perdidas	
25	-0.35	S	Gabi	Quase chorei	
26	-1	N	Beatriz	Efeito desastroso mas sem merger	
27	-0.8	N	Beatriz	Efeito desastroso mas sem merger	
28	-0.5	S	Lucas	Acabou antes do merger completo	
29	-10	N	Júlio	Elas passaram uma pela outra sem qualquer interação	
30	-0.2	S	Fernando		
31	-0.3	S	lidia	colidiu muito lindo vcs tinham que ver	
32	-0.222	N	Júlio	Elas ficaram paradas se encarando	
33	-0.55	S	Letícia	Merger ocorreu. Muito bonito. O disco no final tem um bojo bastante evidente, e aparecem braços em forma de "shuriken"	
34	-0.42	S	Ian		
35	-0.15	S	Lucas	Colisão leeeenta	
36	-0.6	S	Beatriz		
37	-0.32	S	Júlio	Juntas e Shallow Now	
38	-0.3	S	Giovani	Lindas	
39	-0.1	S	Beatriz		
40	-0.25	S	Lucas	Juntou	
41	-0.51	S	lidia	Colidiu certinho	

Sheet1

Explore

Encontros de alta velocidade (high speed encounters)

- a velocidade de “encontro" (não há colisão) é muito maior do que a dispersão de velocidade interna 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:

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

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

Impact parameter

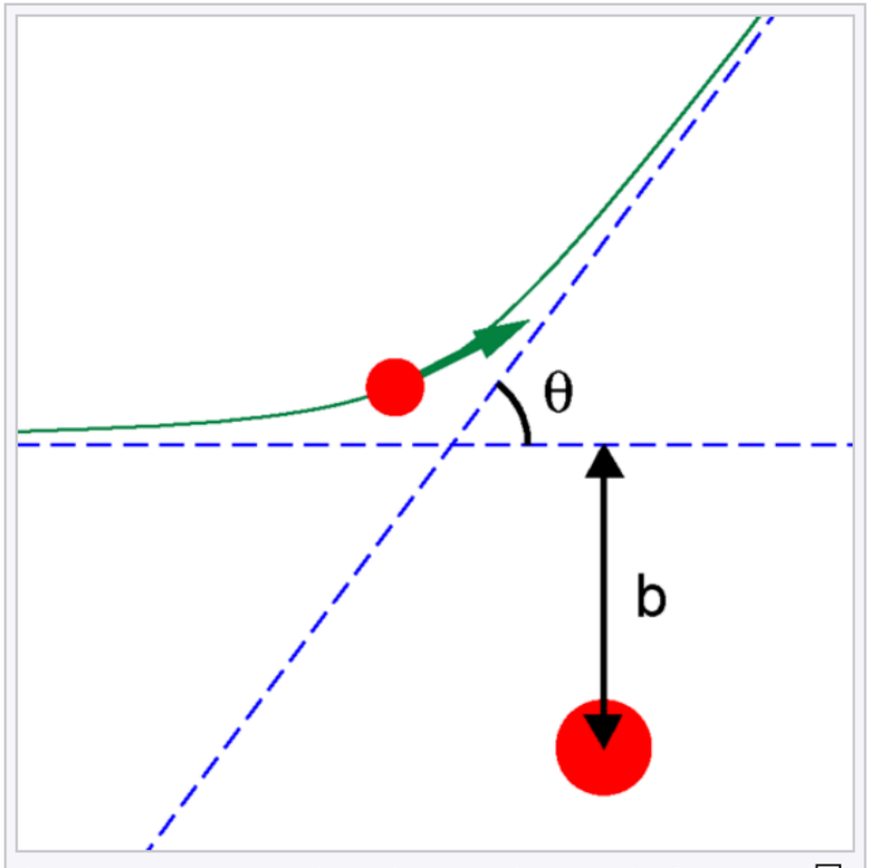
From Wikipedia, the free encyclopedia

The **impact parameter** b is defined as the perpendicular distance between the path of a projectile and the center of a potential field $U(r)$ created by an object that the projectile is approaching (see diagram). It is often referred to in nuclear physics (see Rutherford scattering) and in classical mechanics.

The impact parameter is related to the scattering angle θ by[1]

$$\theta = \pi - 2b \int_{r_{\min}}^{\infty} \frac{dr}{r^2 \sqrt{1 - (b/r)^2 - 2U/mv_\infty^2}}$$

where v_∞ is the velocity of the projectile when it is far from the center, and $r_{\min}$ is its closest distance from the center.



Impact parameter *b* and scattering angle θ.

Encontros de alta velocidade (high speed encounters)

- O encontro altera a energia cinética do sistema, enquanto que a potencial permanece constante
- 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, possivelmente associado a perda de massa
- encontros de alta velocidade podem “perturbar" um disco e induzir a formação de espirais ou barras (espirais grand-design geralmente tem satélites)

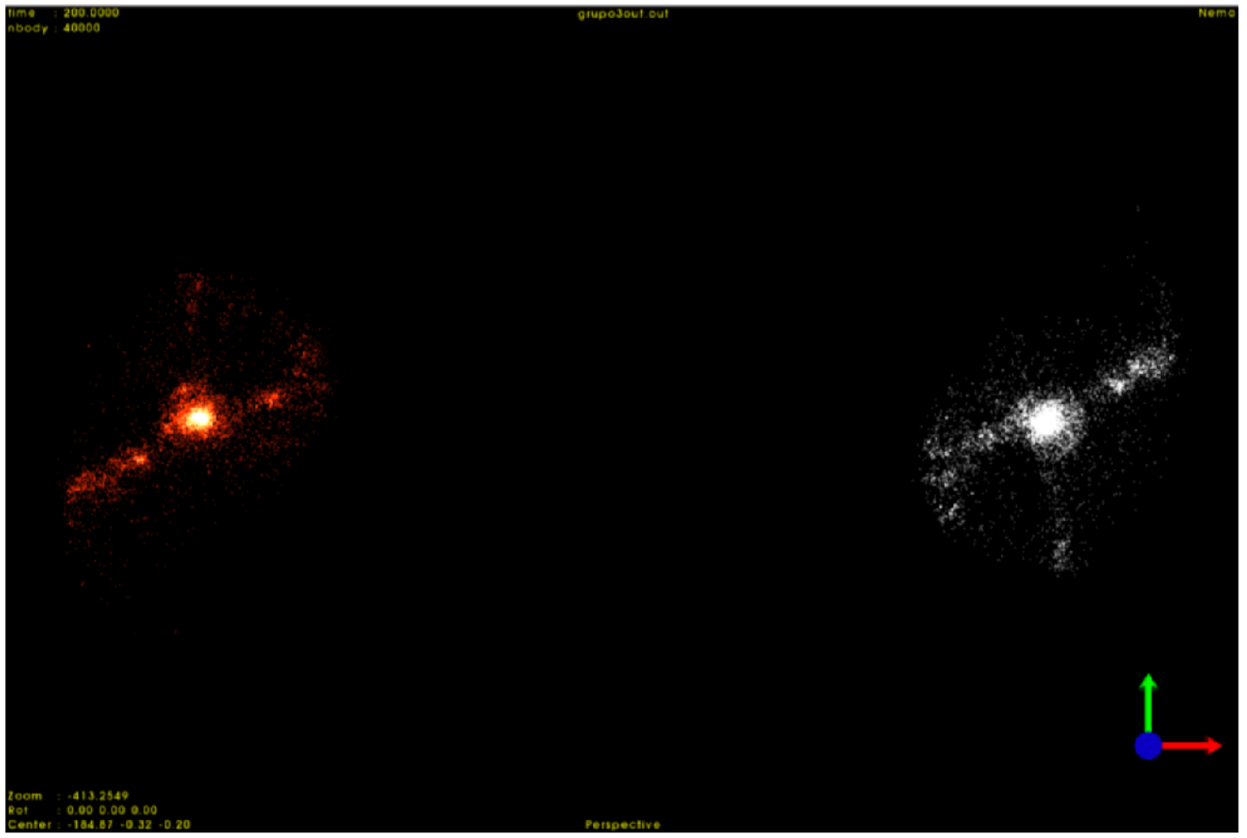


Figura 3. Formação de galáxias satélites.

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)

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

- (onde **m** é massa de um satélite orbitando um poço de potencial **M** em uma órbita circular de raio **R**)

- Em casos gerais, se o satélite não está em uma órbita circular, o raio de maré não pode ser definido rigorosamente.

- ***m*** pode ter perda de massa uma vez que as partículas mais externas sofrem uma força de maré que excede a força gravitacional ligando-as a ***M***

- sobre o destino do material arrancado, vamos considerar dois casos:

1. uma galáxia satélite orbitando um sistema massivo

2. a perda de massa que acompanha o merger de dois sistemas disco de massas comparáveis

O destino do material arrancada por força de maré

- Tidal streams: uma galáxia satélite orbitando um sistema massivo

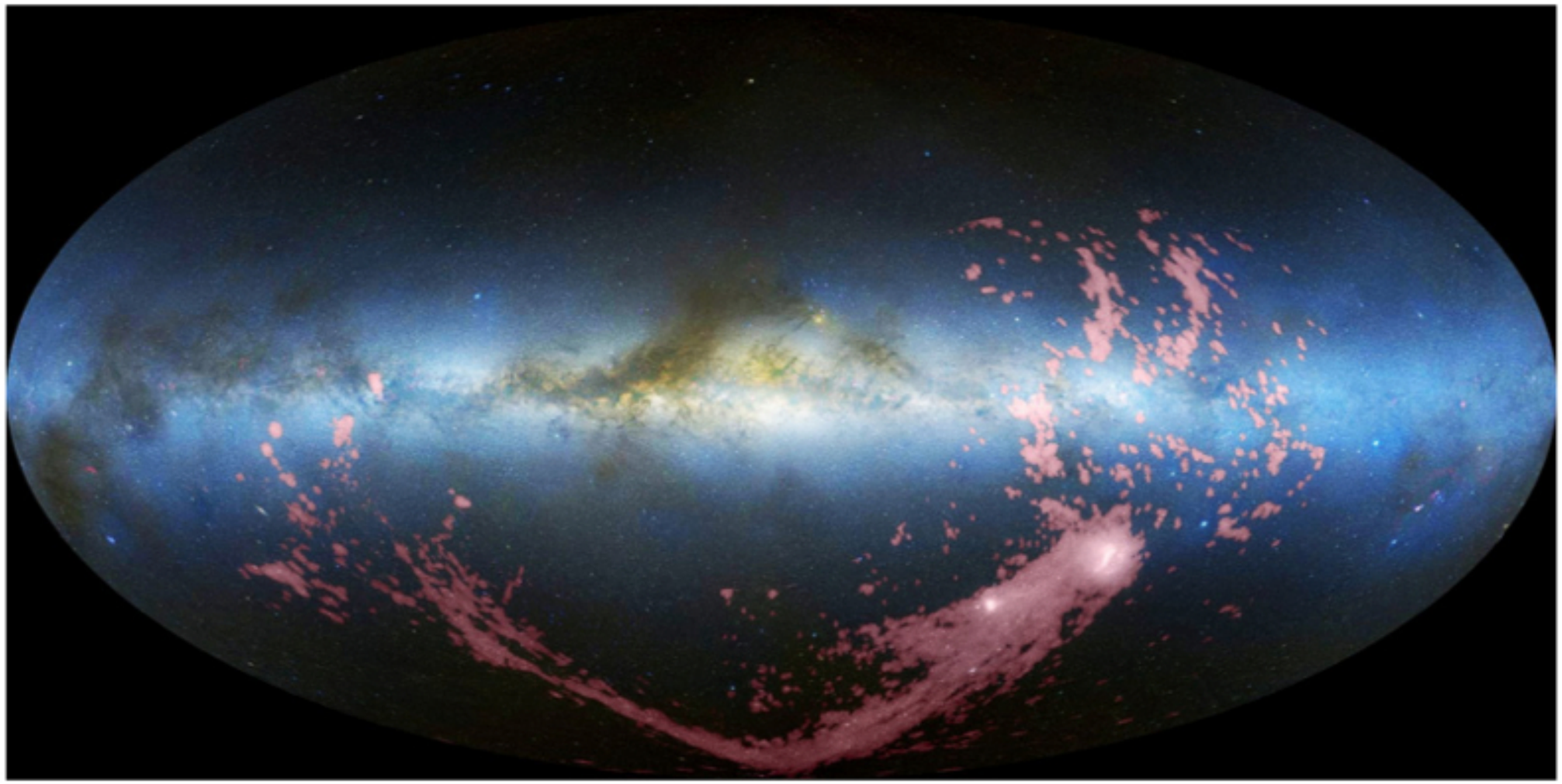


Figure 9. Magellanic Stream and Clouds in H I (red) with an optical all-sky image (blue, white, and brown; Mellinger 2009) in Aitoff projection with the direction to the Galactic center at the center.

Caudas de maré (Tidal Tails)

- Caudas 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! :))

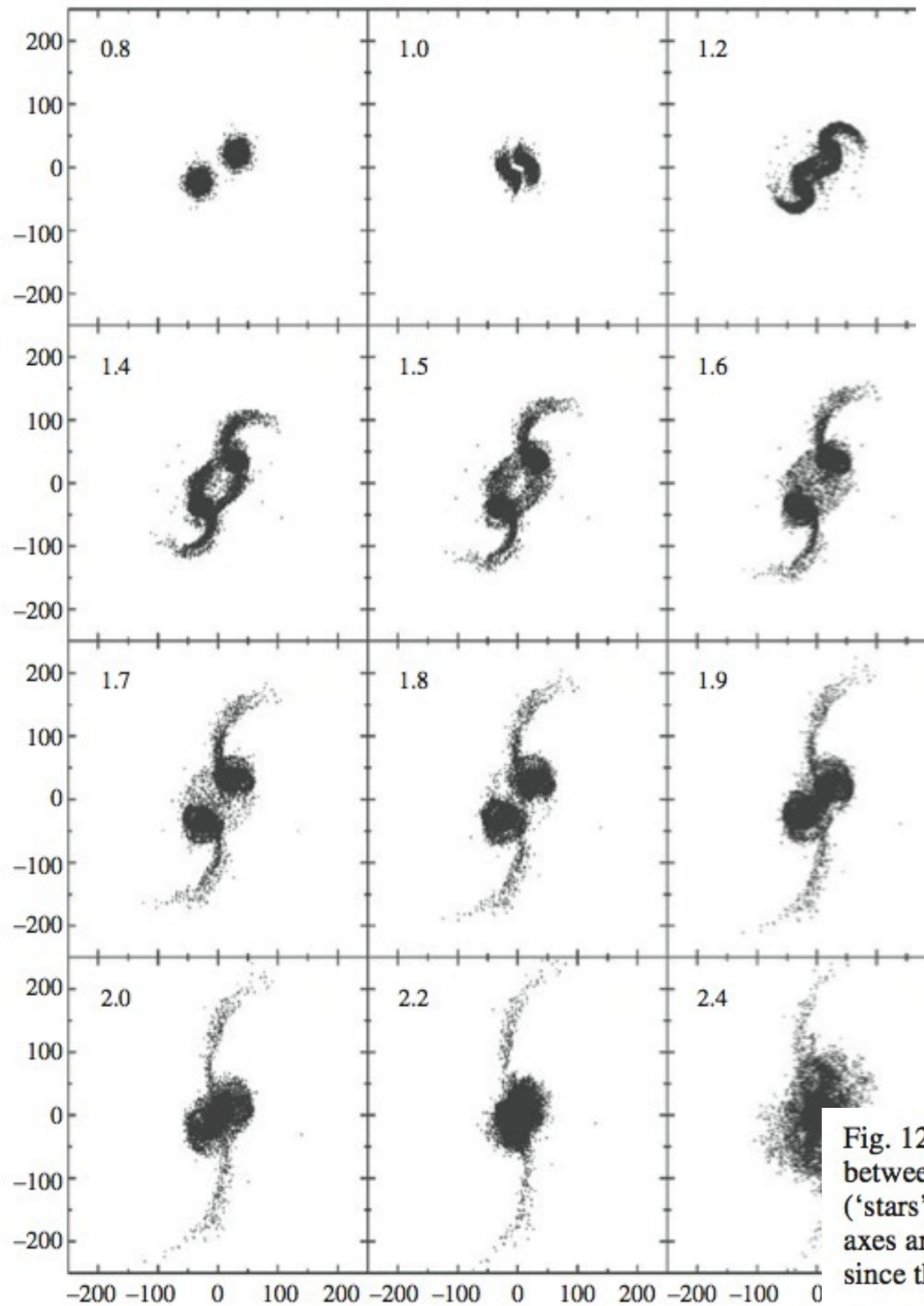


Fig. 12.2. Snapshots that show the time evolution of a numerical N-body simulation of a prograde merger between two disk galaxies that are embedded in dark matter halos. The snapshots show the disk particles ('stars') only, and clearly reveal the formation of two prominent tidal tails. The length units 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)]

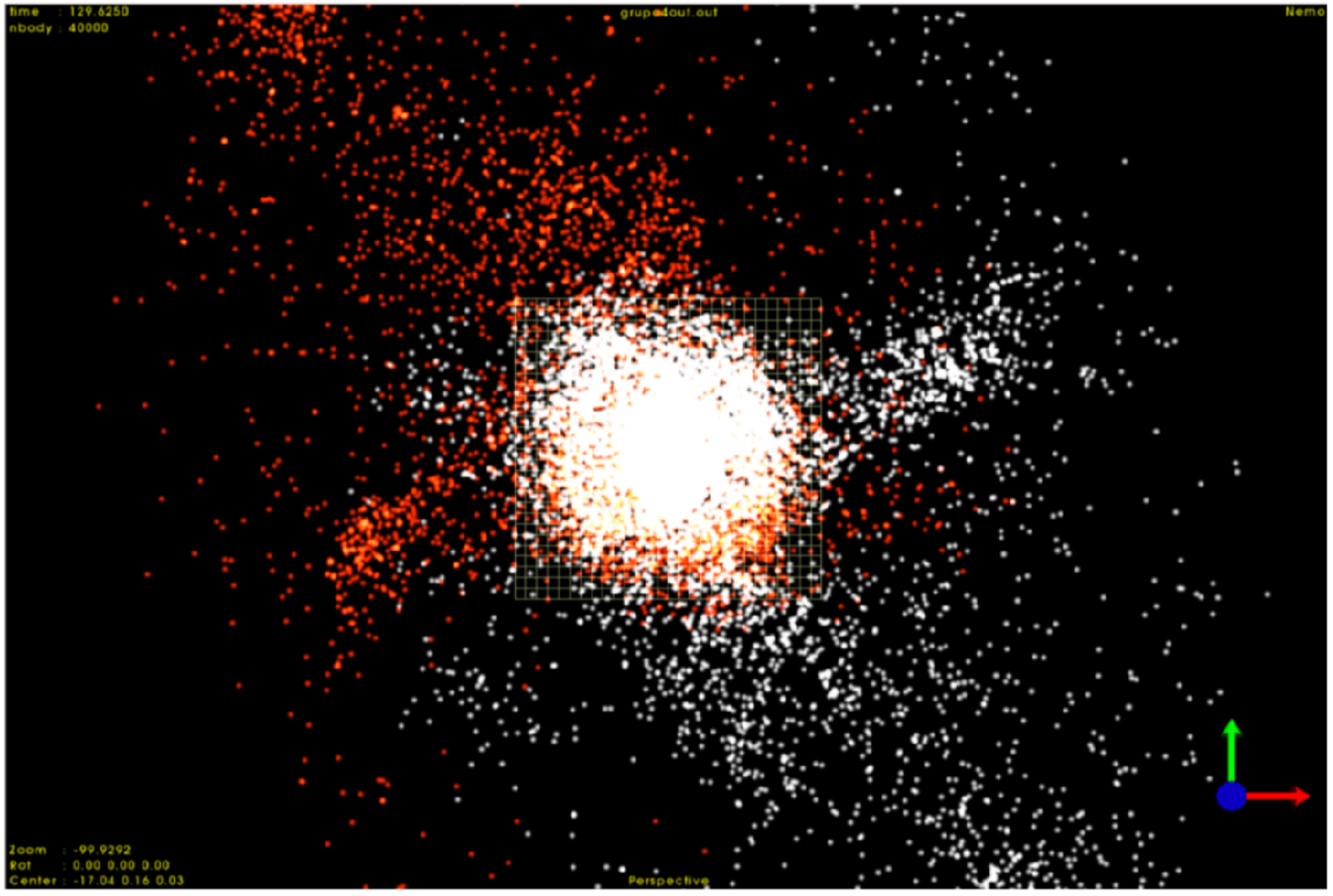


Figura 4. Formação de caudas de maré.

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 energia e momento de M para as partículas do campo
- Intuitivamente, pode ser entendido como o encontro de dois corpos faz com que eles troquem energia, de modo que o sistema evolua para o equilíbrio termodinâmico

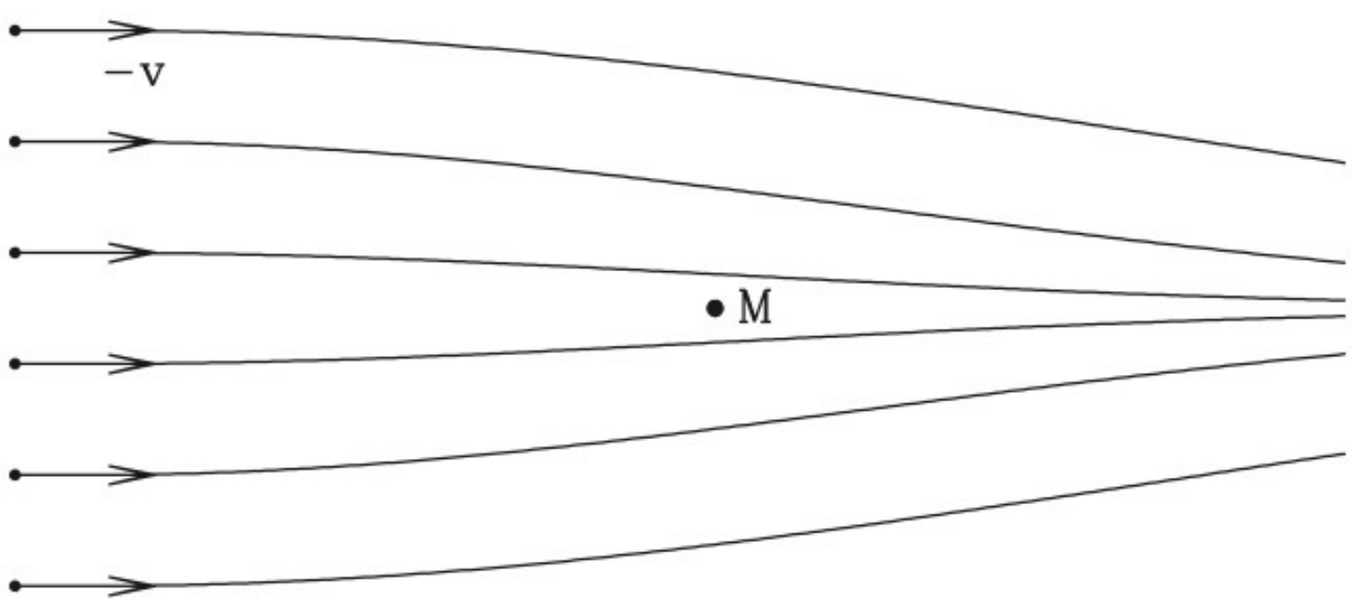


Fig. 12.3. As a massive object M moves through a sea of particles, the particles passing by are accelerated towards the object. As a result, the particle number density behind the object is higher than that in front of it, and the net effect is a drag force (dynamical friction) on the object.

Fricção dinâmica (Dynamical Friction)

- Alternativamente, pode ser entendido como se M perturbasse as partículas do campo causando uma “cauda" de maior densidade. A força gravitacional da cauda age então “freando" a massa M.

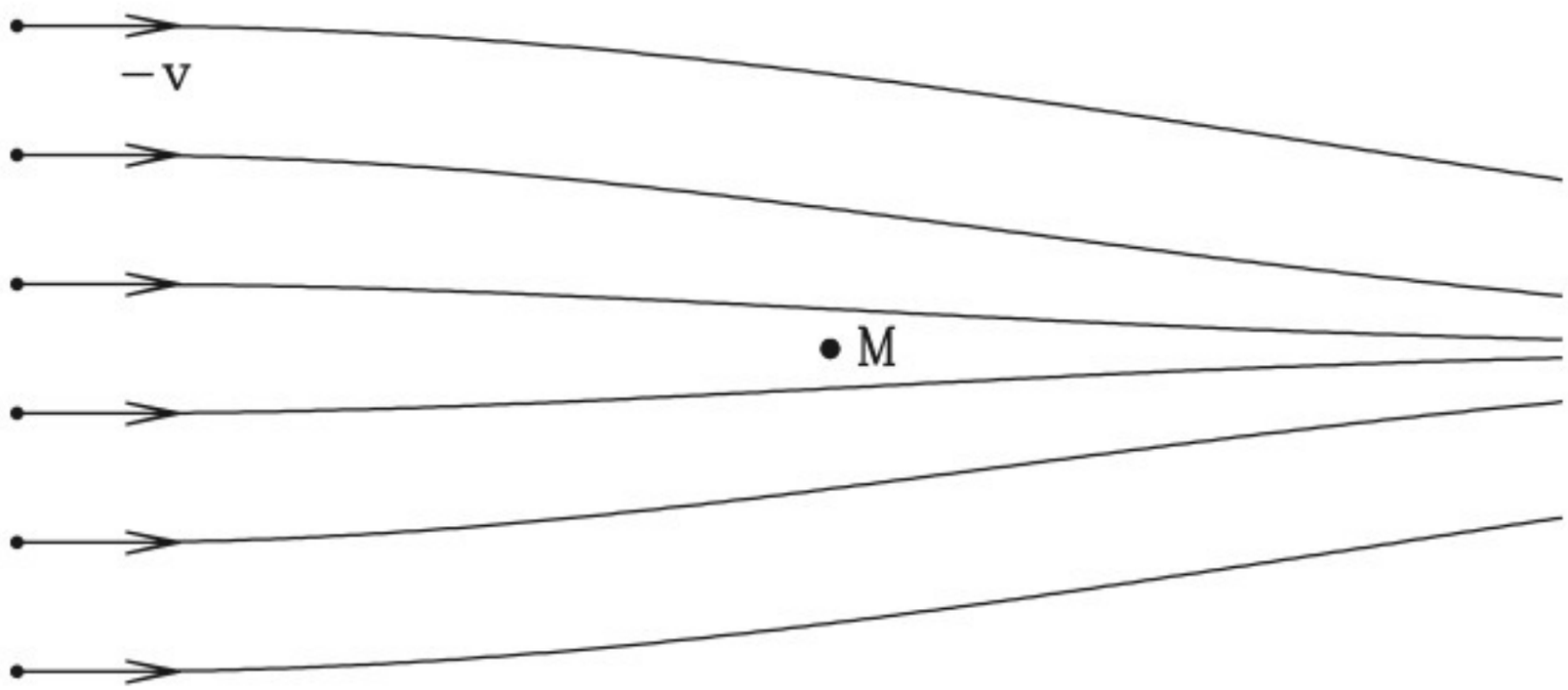


Fig. 12.3. As a massive object M moves through a sea of particles, the particles passing by are accelerated towards the object. As a result, the particle number density behind the object is higher than that in front of it, and the net effect is a drag force (dynamical friction) on the object.

Fricção dinâmica (Dynamical Friction)

- Fórmula de Chandrasekar (1943) para a fricção dinâmica

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

$$= -4\pi \left(\frac{GM_{\rm S}}{v_{\rm S}}\right)^2 \ln\Lambda \rho(<v_{\rm S}) \frac{\mathbf{v}_{\rm S}}{v_{\rm S}}, \qquad (12.40)$$

- onde $\rho(< v_S)$ é a densidade de partículas do campo com velocidade menores que v_S
- Faz com que um objeto orbitando dentro de um sistema perca 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.
- 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

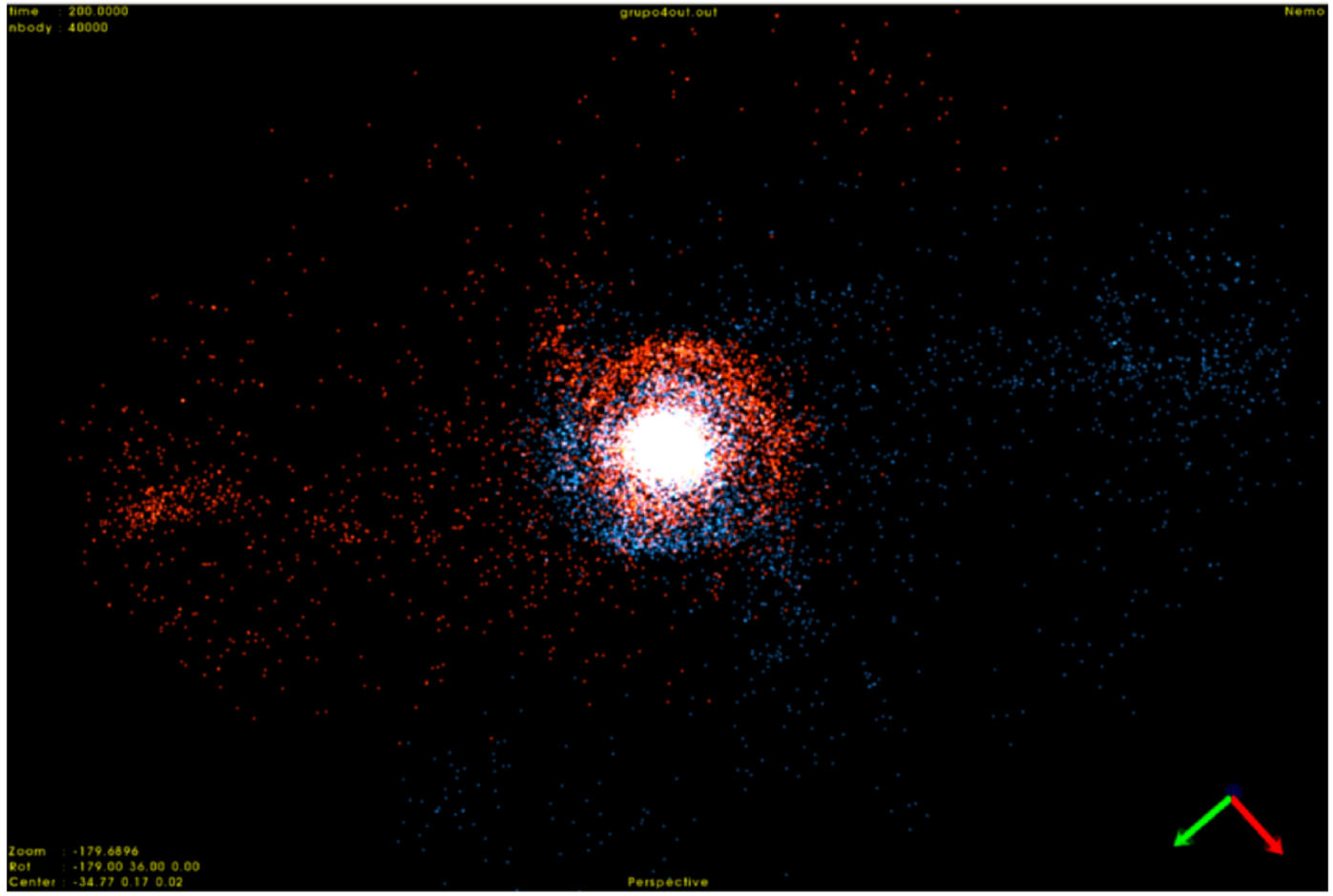
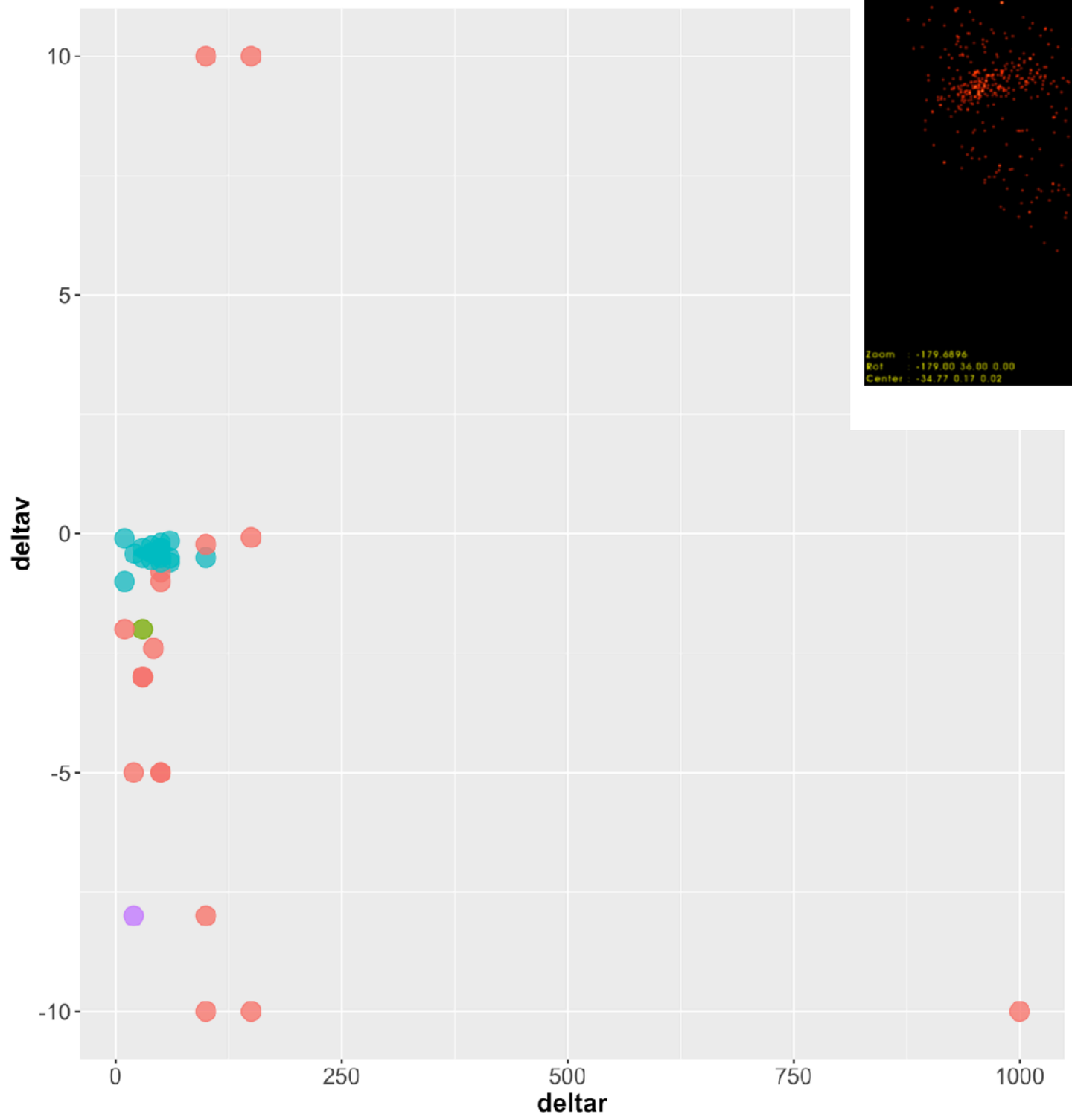


Figura 5. Simulação do merger de duas galáxias disco.



Mergers

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

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

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

$$E_{\rm orb} \sim \sigma^2$$

L (the orbital angular momentum per unit mass)

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

$$\langle v^2 \rangle = aGM/r_{\rm med}$$

=> internal mean-square velocity

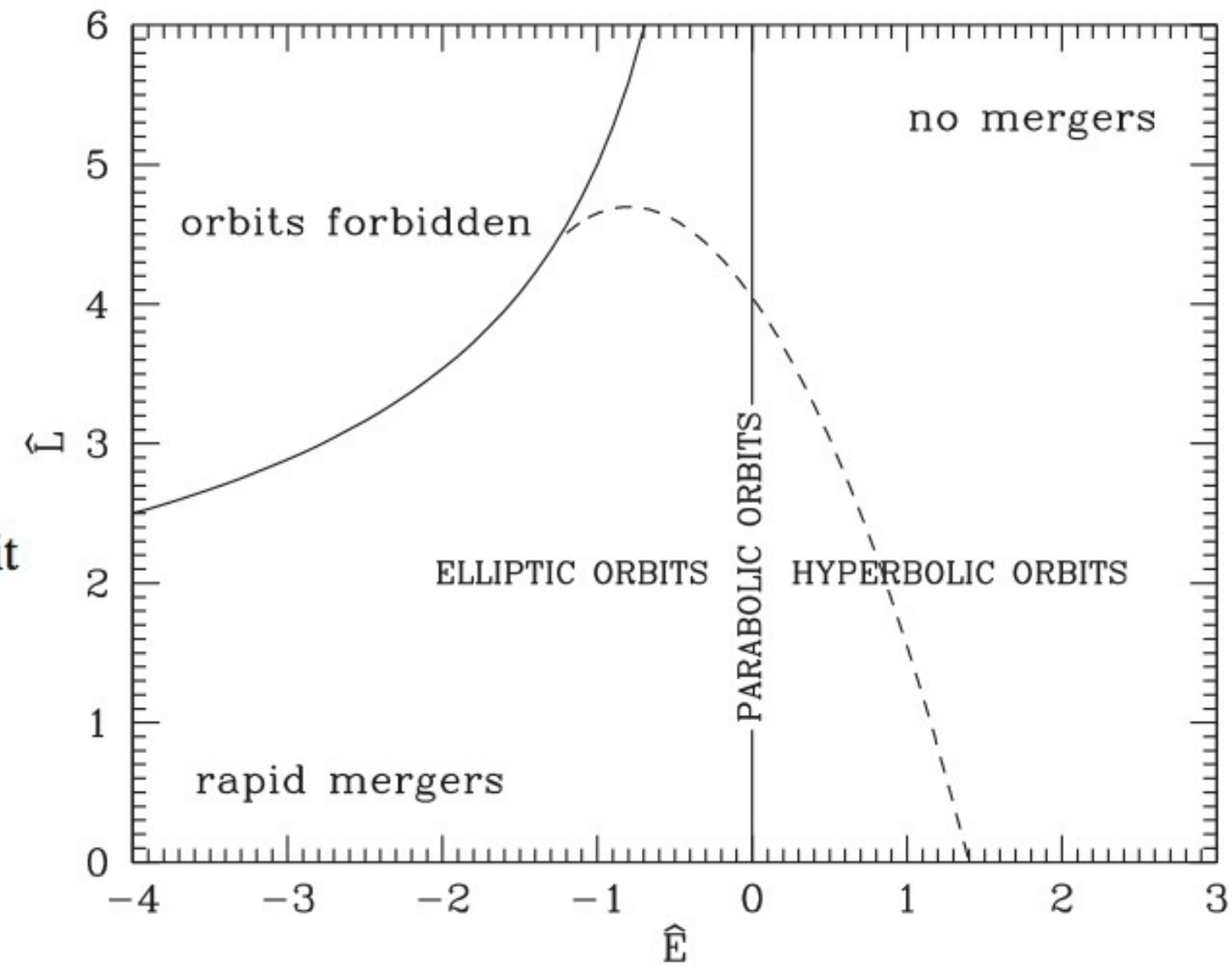


Fig. 12.4. Merging criteria for two spherical galaxies with the same mass. Orbits in the upper-left region are forbidden, because for a given orbital energy the largest possible angular momentum is that of a circular orbit (indicated by the solid curve). Encounters with orbital energy and/or angular 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

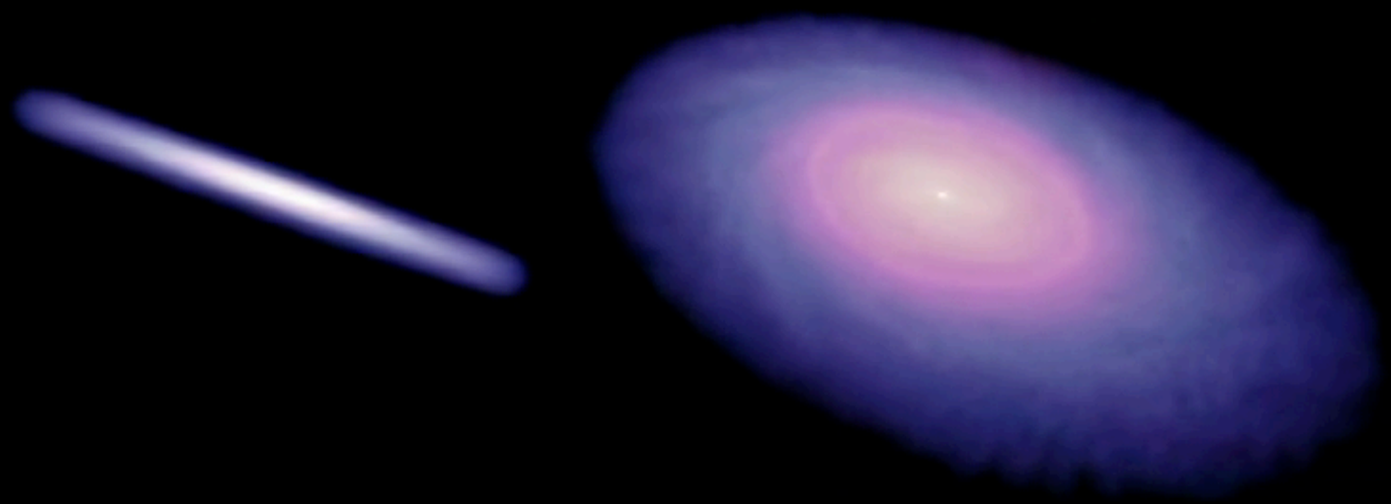
- Em princípio, qualquer sistema ligado vai terminar em um merger, por causa das interações de maré, mas nem sempre isso ocorre em uma escala de tempo comparada a escala de Hubble
- Mergers são efetivos quando
  - a energia orbital específica de um encontro típico é da ordem de $\hat{E} \lesssim 1$
  - então mergers são efetivos em sistemas com dispersão de velocidades menor ou comparável às velocidade internas das galáxias $E_{\rm orb} \sim \sigma^2$
    - ou seja, mergers são efetivos em grupos, mas raros em aglomerados ricos (exceção à galáxia central)
- Para uma dada energia orbital e momento angular, mergers são mais efetivos em objetos mais extensos (valores maiores de r_{med}).
- 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

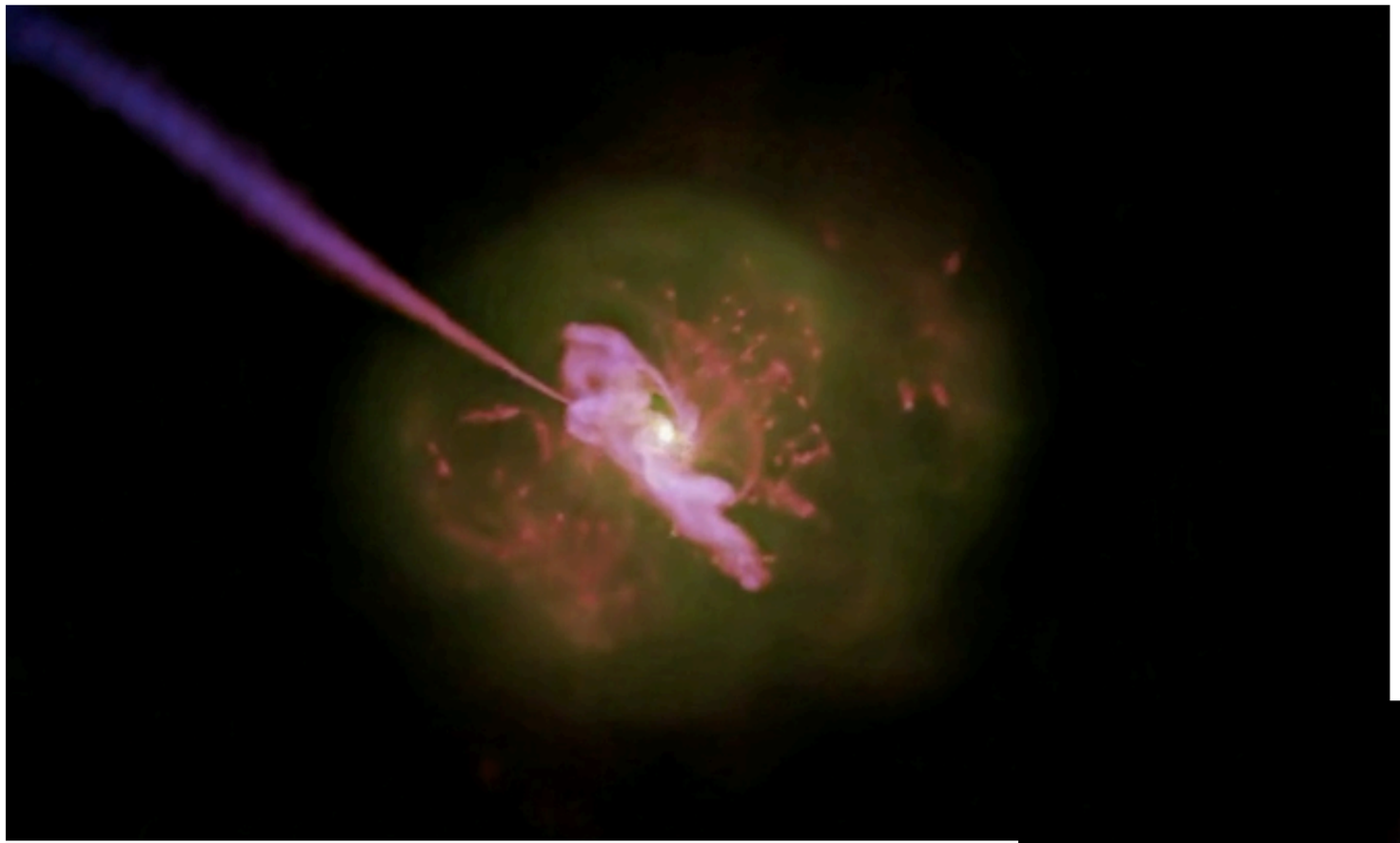
- Não é possível descrever mergers com descrições analíticas:
  - energia orbital é transferida para o produto do merger
  - parte da energia orbital pode ser perdida por matéria ejetada dos progenitores (tidal tails)
  - energia orbital pode ser transferida para a matéria escura por fricção dinâmica
  - devido às fortes perturbações de maré e troca de energia entre os diversos componentes, o sistema precisa encontrar um novo equilíbrio após o merger
  - são necessárias simulações numéricas…
- 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).

T = 180 Myr

Gas



http://www.tapir.caltech.edu/~phopkins/Site/Mergers/collision-gas-and-stars.html



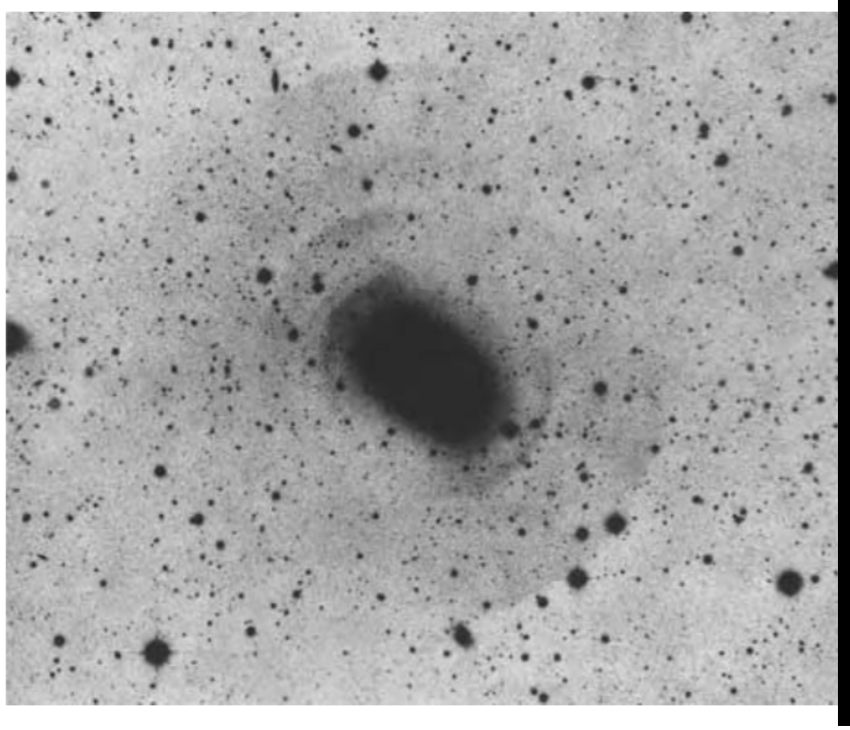


Fig. 6.5. A negative image shows faint arclike shells around elliptical galaxy NGC 3923;

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, a relaxação violenta tem um papel importante e o remanescente tem pouca semelhança com seus progenitores.

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.

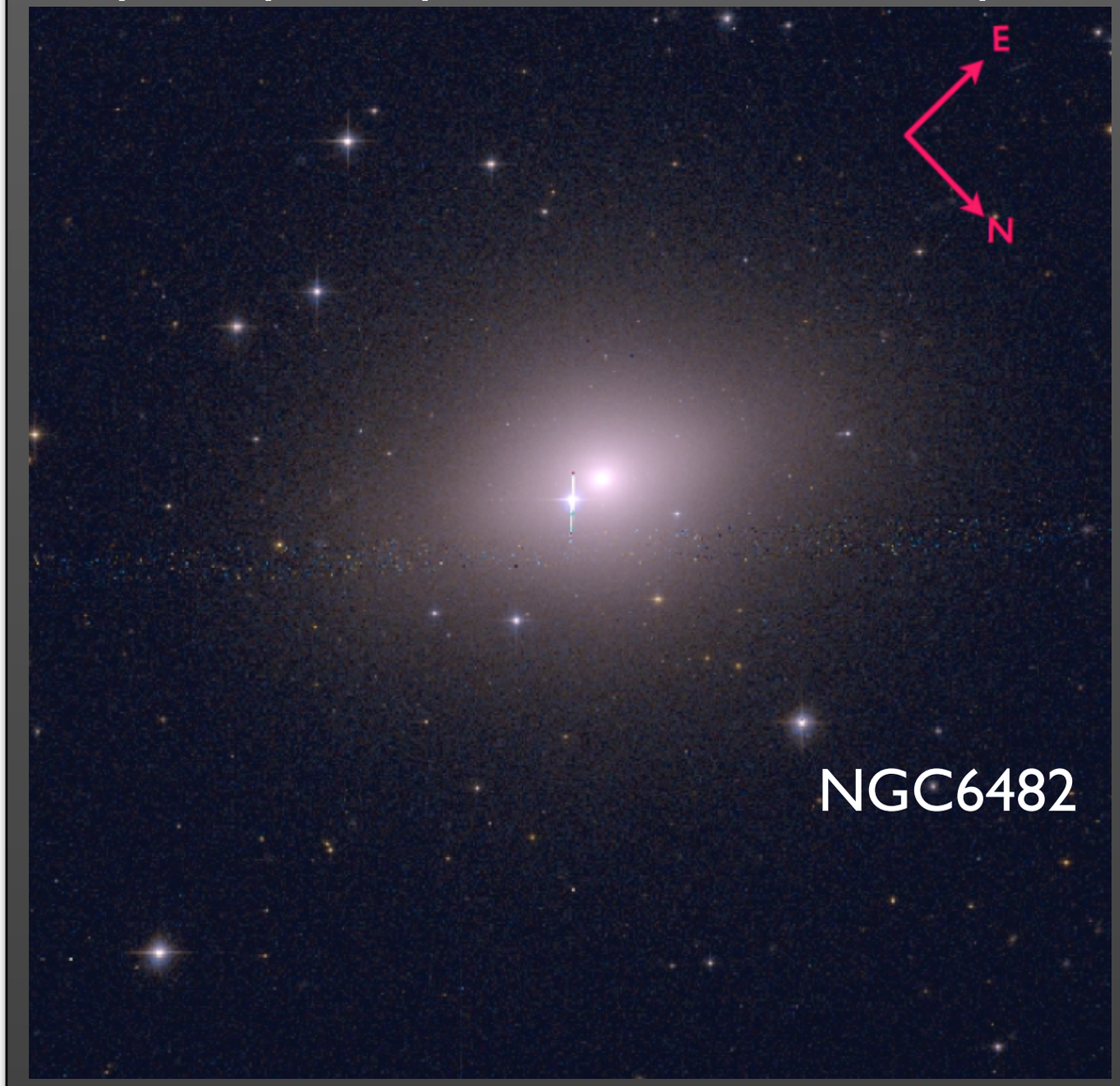
3. **a fração de massa de gás nos progenitores:** ao contrário de estrelas e matéria escura, gás responde a forças de pressão e pode perder energia por *radiative cooling* e desenvolver ondas de choque; mergers entre sistemas ricos em gás (*wet mergers*) podem ter um resultado bastante diferente de mergers entre sistemas pobres em gás (*dry mergers*) (dica: tem relação com o *Gas-Stellar continuum* do artigo do Bender)

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.

Grupos

- Grupos fósseis: remanescente de grupos, onde as galáxias luminosas fundiram em uma elíptica (NGC6482 é a mais perto de nós)

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



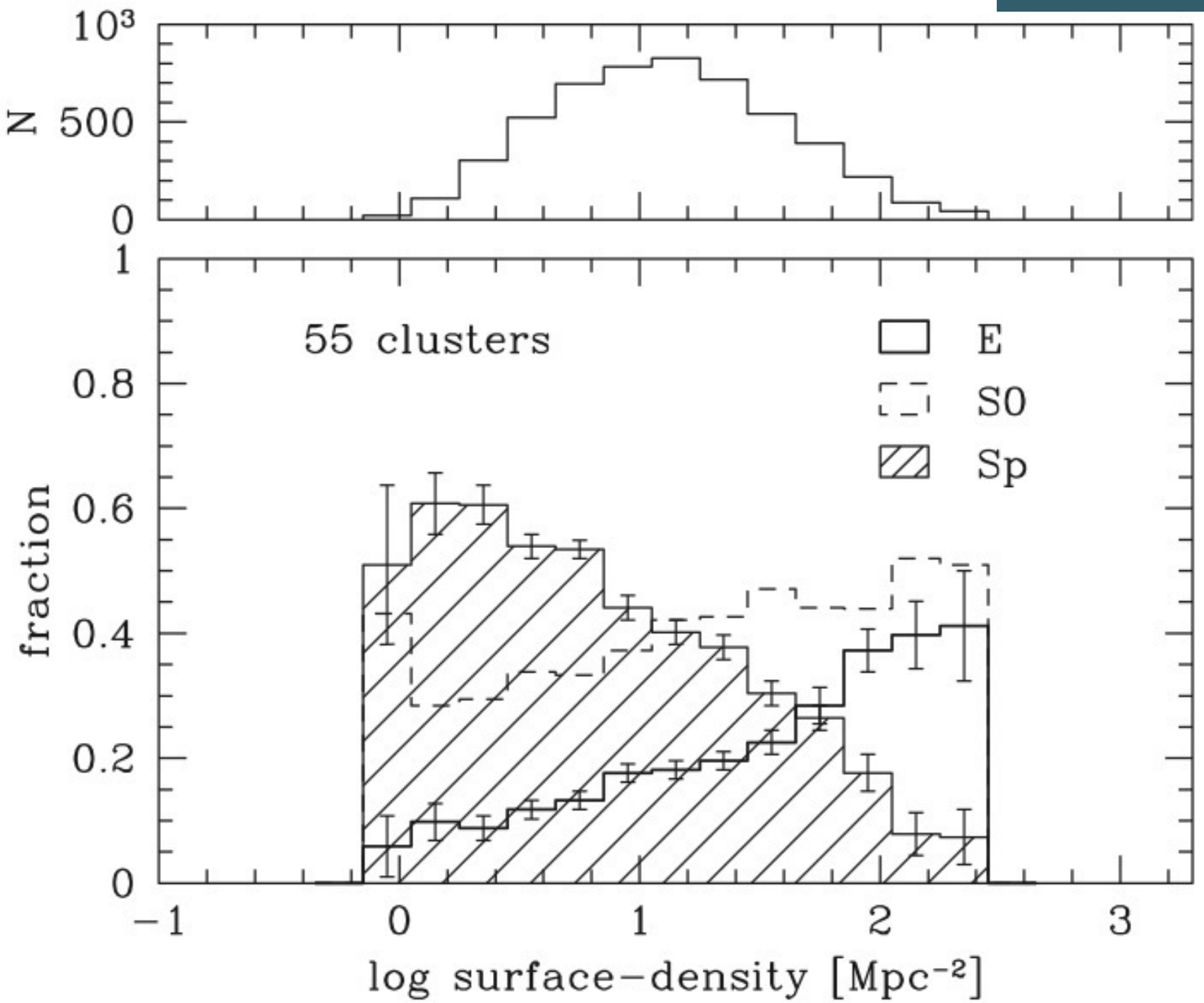
Aquecimento de discos por merger

- 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

Evidências observacionais da transformação de galáxias pelo meio ambiente



O Efeito Butcher-Oemler

Evidências observacionais da transformação de galáxias pelo meio ambiente

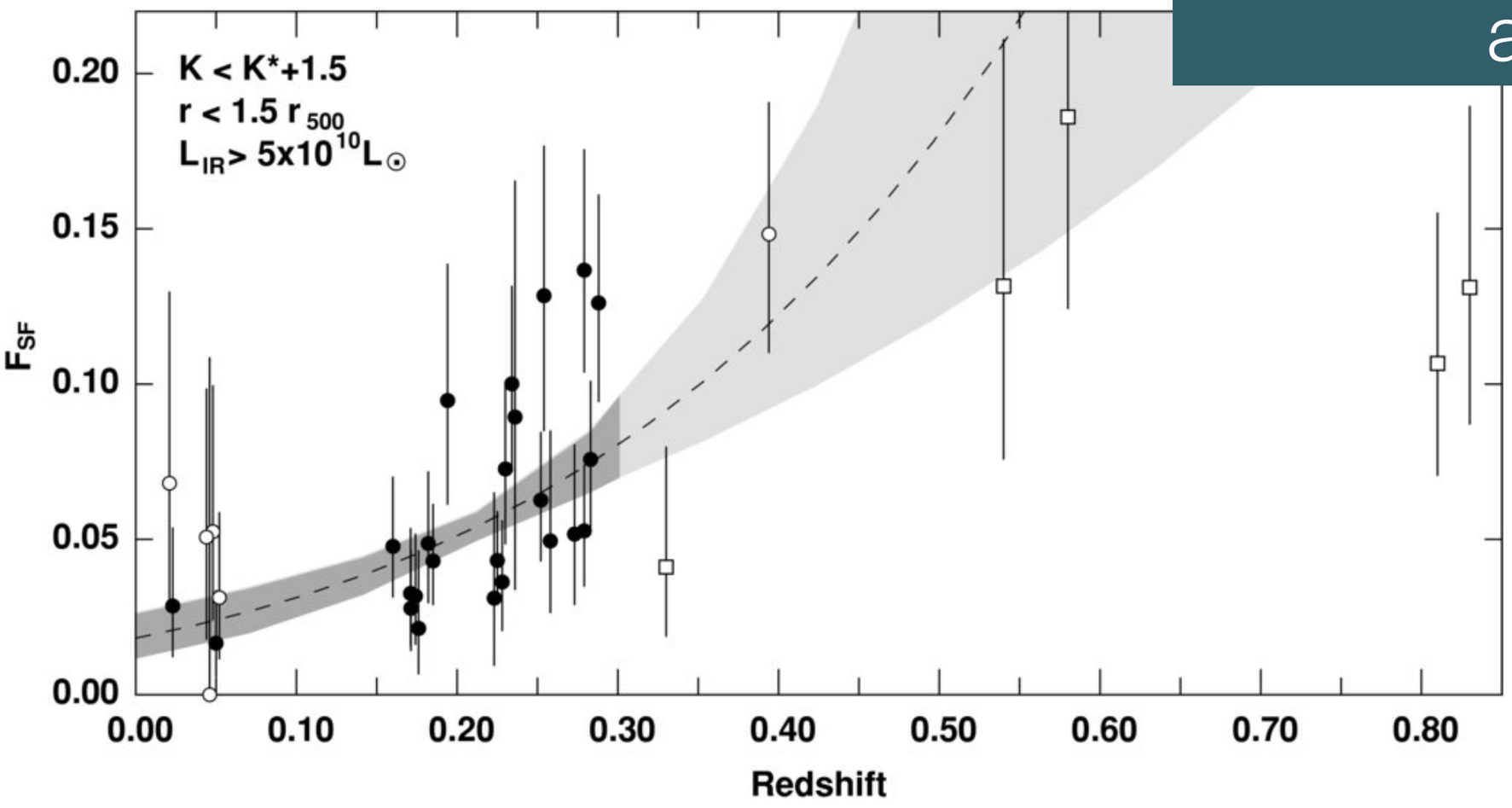


Figure 2. MIR BO effect. The estimated fraction of $M_K \leq M^\star{}_K + 1.5$ cluster members within $1.5r_{500}$ having $L_{IR} > 5 \times 10^{10}\, L_\odot$. The dashed line indicates the best-fitting evolutionary fit of the form $f_{SF} = f_0(1+z)^n$ to the $z < 0.3$ clusters, and the shaded region indicates the 1σ confidence region to the fit, with the lighter colors showing the extrapolation of the fit beyond $z = 0.3$. Solid circles indicate clusters with $L_X > 3 \times 10^{44}$ erg s^{-1}, while open circles indicate less X-ray luminous clusters. The open squares indicate the values of f_{SF} taken from the Saintonge et al. (2008) $z > 0.3$ sample.

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

http://iopscience.iop.org/article/10.1088/0004-637X/704/1/126

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

- galáxias em aglomerados podem ser afetadas pelo ambiente de três modos:

  - interações de maré com outras galáxias do aglomerados 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)

Assédio Galáctico (Galaxy Harassment)

Efeito cumulativo de diversos encontros de alta velocidade

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

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

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

Assédio Galáctico (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 anãs elípticas tem rotação baixa ou nula (simulações prevêem que os esferóides 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 (Ram-Pressure Stripping)

- 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 (Strangulation)

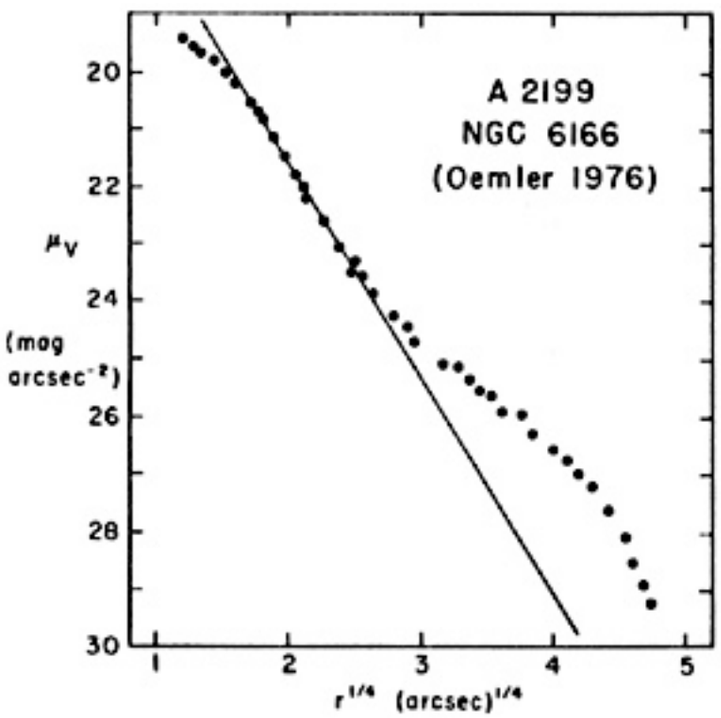
- Tanto por efeitos de maré quanto pressão de arrasto, espera-se que a maior parte do gás seja retirado das galáxias quando estas são acretadas em ambientes densos
- Isso causa um decline gradual da formação estelar conforme o "combustível" acaba, o que é conhecido por "estrangulação".
- Consistente 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 (Galactic Cannibalism)

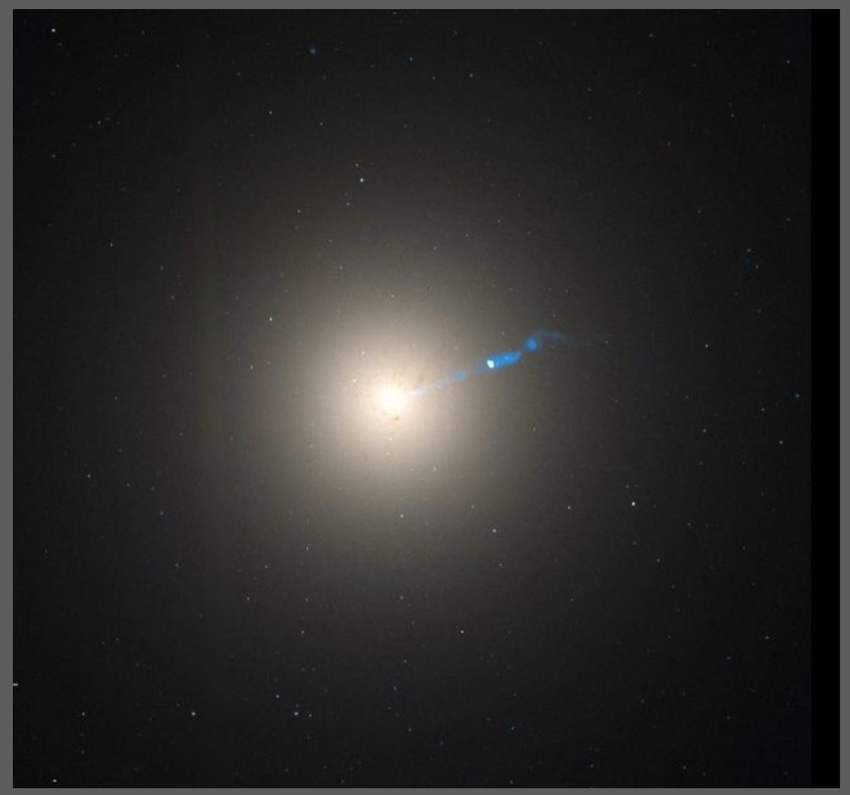
- Em aglomerados a taxa de mergers é baixa devido às altas velocidades dos encontros
- Uma importante exceção refere-se a galáxia central do aglomerado
- devido a fricção dinâmica, as galáxias perdem energia e momento e espiralam para o centro do potencial
- canibalismo galáctico é o nome dado ao processo 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 (13.6.2 em MvdBW)

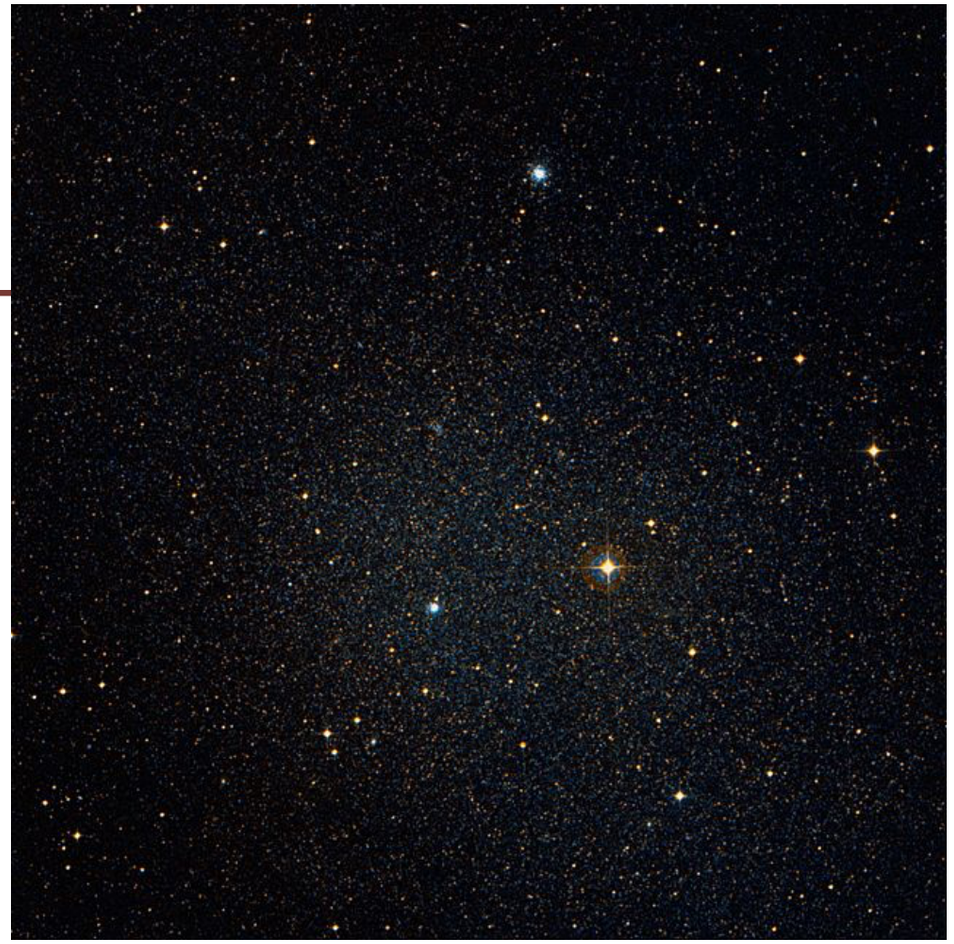
M110, dE

Cenários de formação

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. assédio galáctico 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.



Fornax, dSph

Não existe um modelo de formação único que explique todas as propriedades. É possível que múltiplos canais de formação sejam necessários para explicar a origem de dE e dSph. Como essas galáxias se formaram é ainda um problema sem solução. (Mo, edição de 2010).

Versão completa !

Grupos e Aglomerados

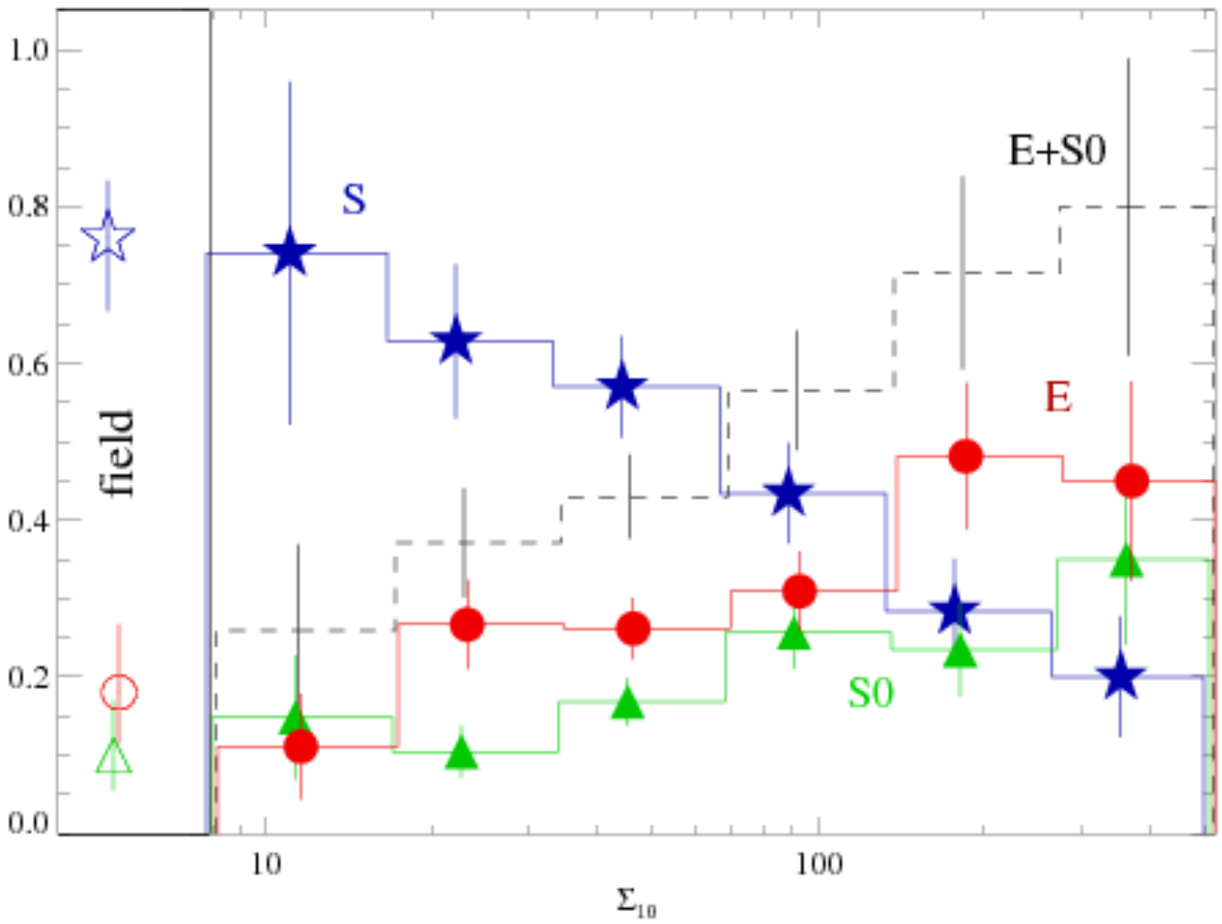
- São as maiores estruturas gravitacionalmente ligadas que surgiram no Universo até hoje.
- São estruturas que não expandem com o fluxo cosmológico
- No cenário hierárquico de formação, as estruturas menores se colapsaram primeiro, e eventualmente cresceram para as estruturas maiores
    - grupos ->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

Stefan's Quintet

NGC1689

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

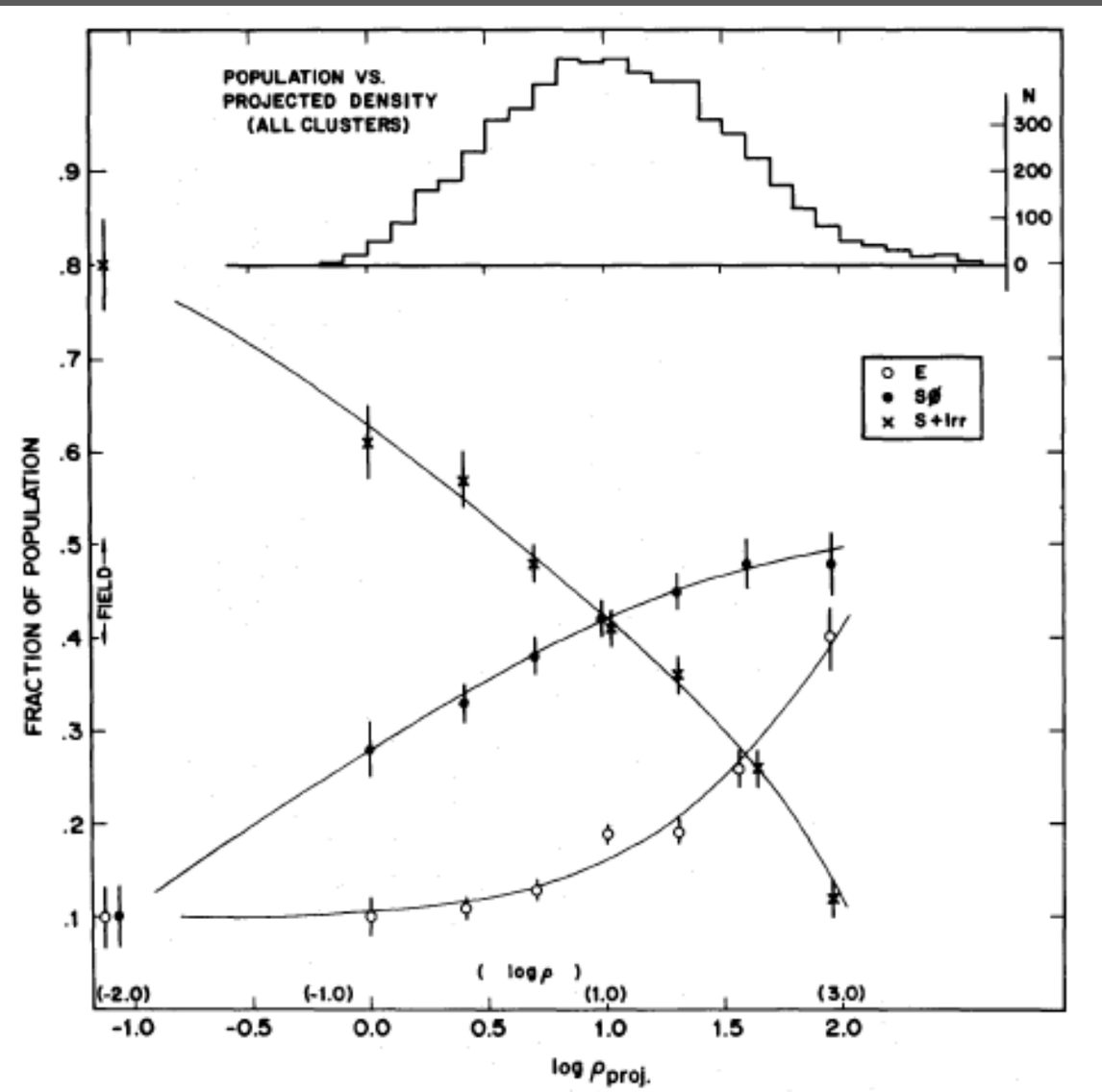


FIG. 4.—The fraction of E, S0, and S+I galaxies as a function of the log of the projected density, in galaxies Mpc^{-2}. The data shown are for all cluster galaxies in the sample and for the field. Also shown is an estimated scale of true space density in galaxies Mpc^{-3}. The upper histogram shows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

Dressler (1980)

Grupos:
a Casa de Galáxias Espirais

Grupos
A casa de galáxias disco

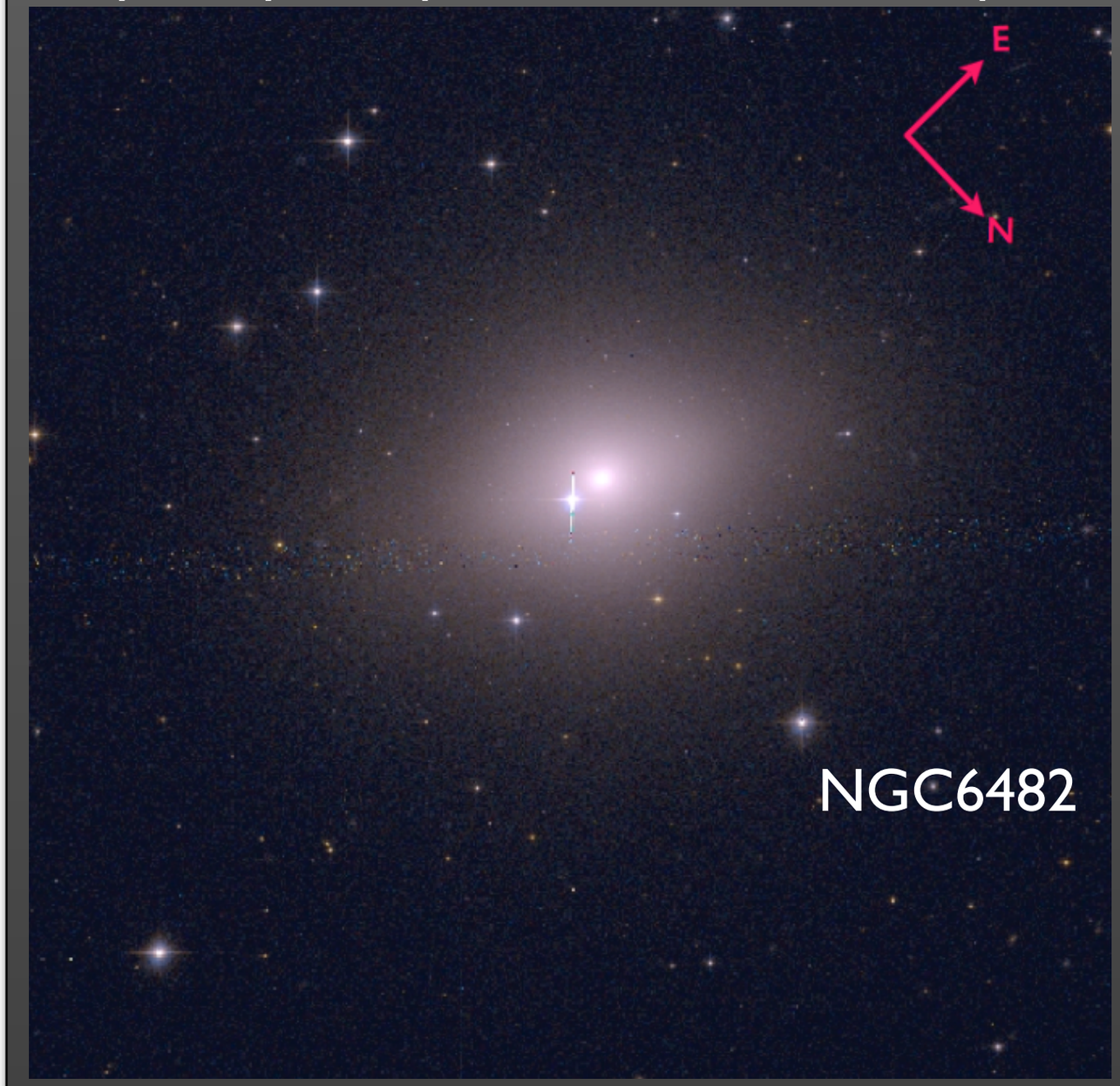
- Tipicamente não contém mais do que 50 galáxias, em um diâmetro de 1 ~ 2 Mpc
- As estruturas mais comuns do Universo, contendo cerca de 50% das galáxias
- O Grupo Local é um grupo típico
- Grupos compactos: ~ 5 galáxias

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

- Grupos fósseis: remanescente de grupos, onde as galáxias luminosas fundiram em uma elíptica (NGC6482 é a mais perto de nós)

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



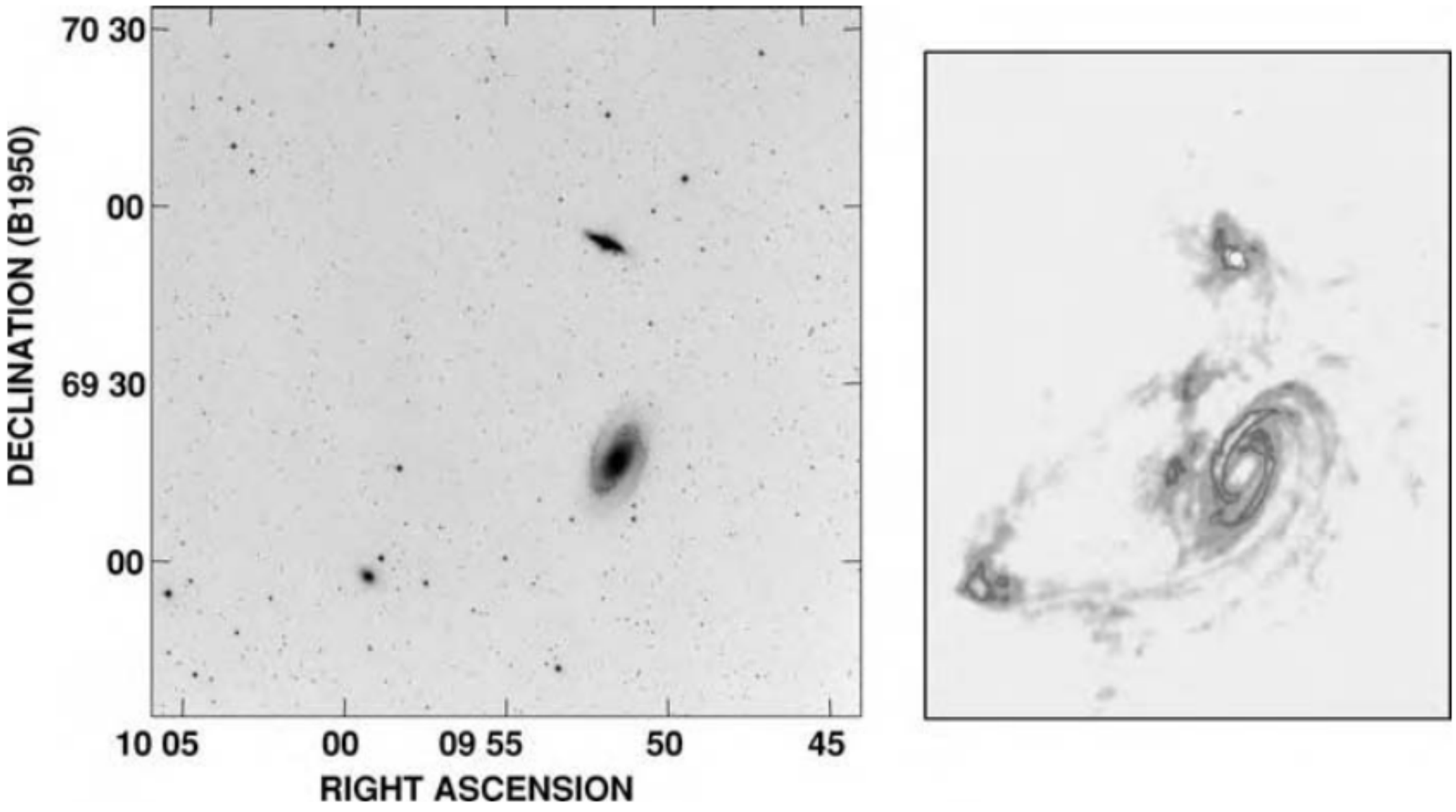


Fig. 7.2. The group around the large Sc spiral galaxy M81, about 3.5 Mpc distant. Left, negative image in visible light; the elongated object north of M81 is starburst galaxy M82; NGC 3077 is to the southeast. Right, map in HI to the same spatial scale – M. Yun.

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::

$$\frac{3\mathcal{M}\sigma_{\rm r}^2}{2} = \mathcal{KE} = -\frac{\mathcal{PE}}{2} = \frac{3\pi}{64}\frac{G\mathcal{M}^2}{a_{\rm P}}$$

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

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

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

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

Dispersão de velocidades

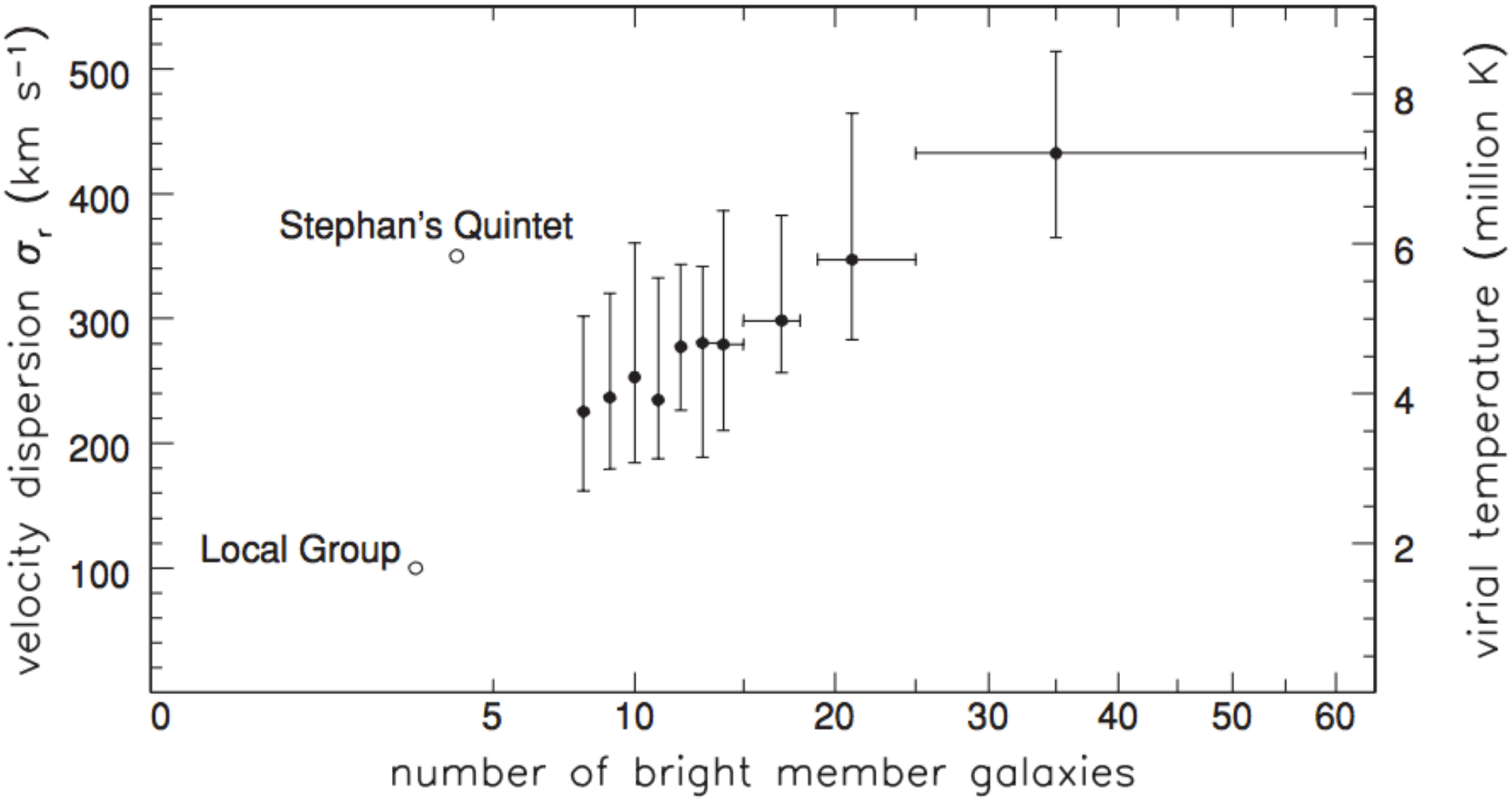


Fig. 7.3. For groups chosen from the 2dF galaxy catalogue, the average velocity dispersion σ_r of the galaxies, and hence the virial temperature of Problem 7.2, increase with the number of members. The vertical bar shows the range in σ_r within which half the galaxies fall – F. van den Bosch and X. Yang.

Aglomerados Ricos:

o Domínio de Galáxias Lenticulares e Elípticas

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	$\sim$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] $\sim$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.

Distribuição de galáxias em aglomerados

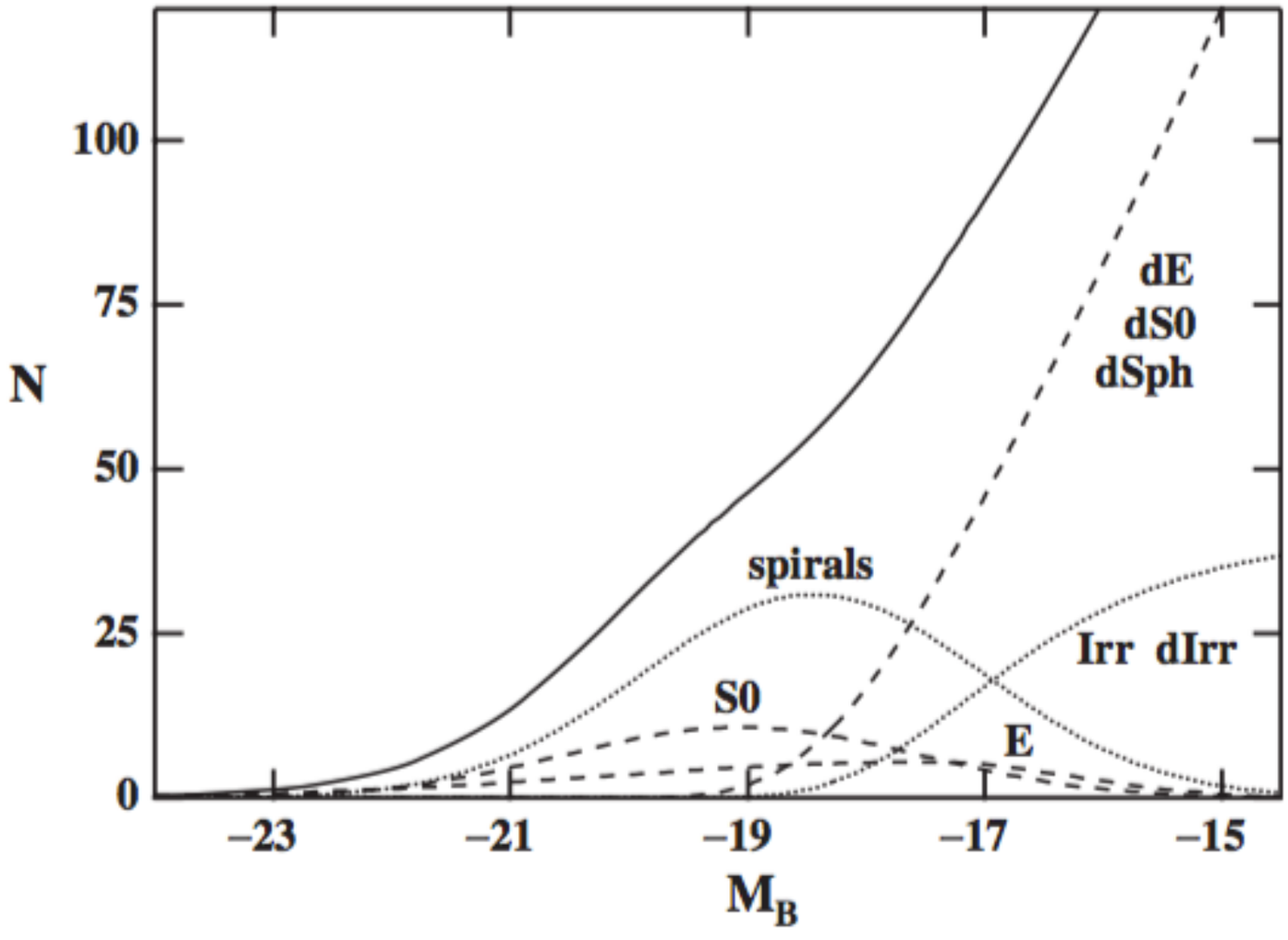


Fig. 7.8. The Virgo cluster: numbers of galaxies of various types between absolute magnitude M_B and M_B+1. The luminosity function $\Phi(L)$ depends on galaxy type; the Schechter function of Equation 1.24 is only an average. Here, most bright galaxies with $M_B \lesssim -20$ are spirals; there are many faint ellipticals and even fainter dwarf galaxies. The heavy solid curve shows the total – H. Jerjen.

Partes centrais

Fig. 7.9. The core of the Perseus cluster. Left, an *R*-band negative image showing the huge cD galaxy NGC 1275 on the lower left, with numerous dwarf galaxies, other bright ellipticals, and S0s. Right, an image in a narrow band including the Hα line; bright filaments of glowing gas surround NGC 1275 – C. Conselice, WIYN telescope.

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

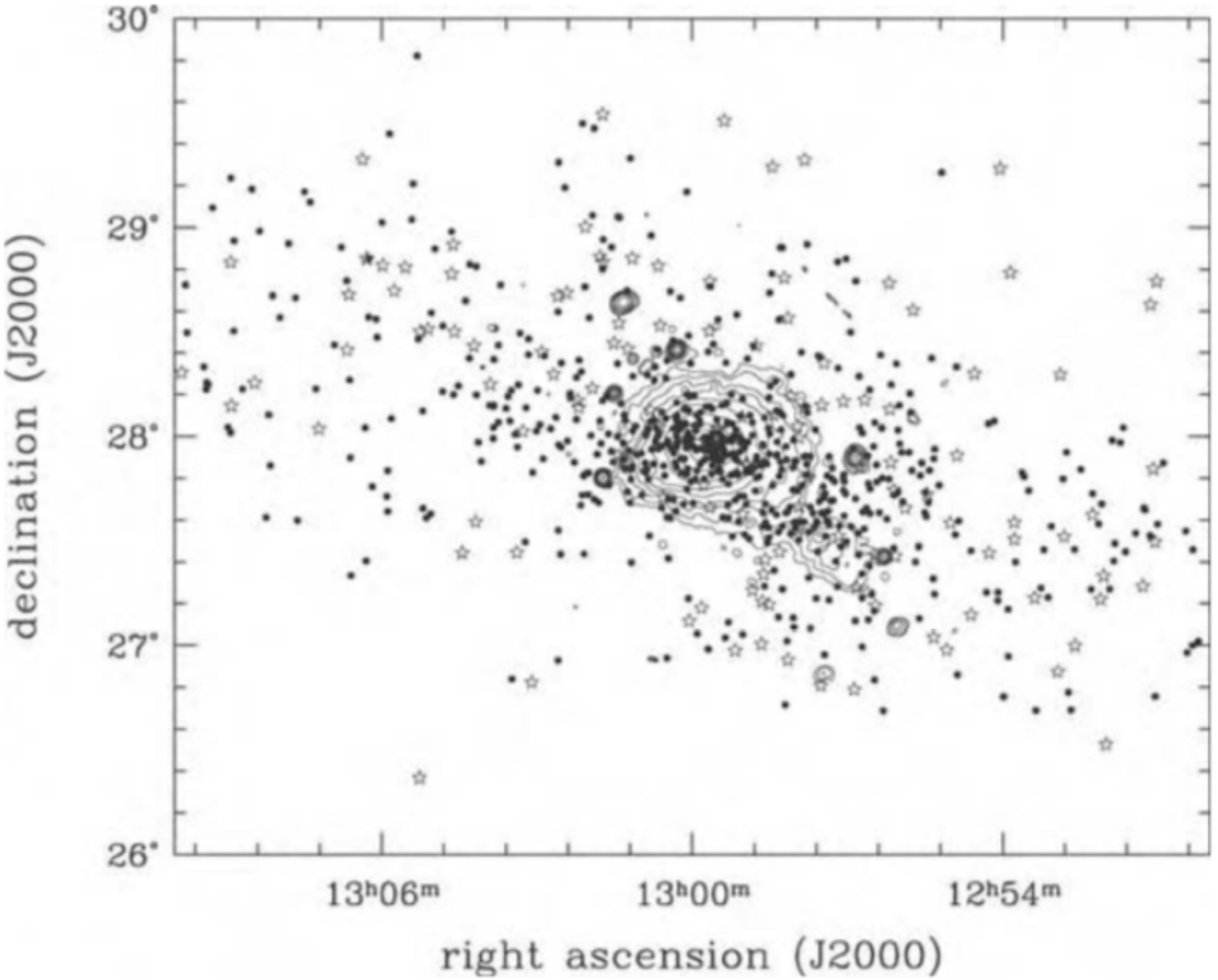


Fig. 7.10. The Coma cluster: solid dots show elliptical galaxies; open stars are spirals. Contours show the intensity of X-rays.

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

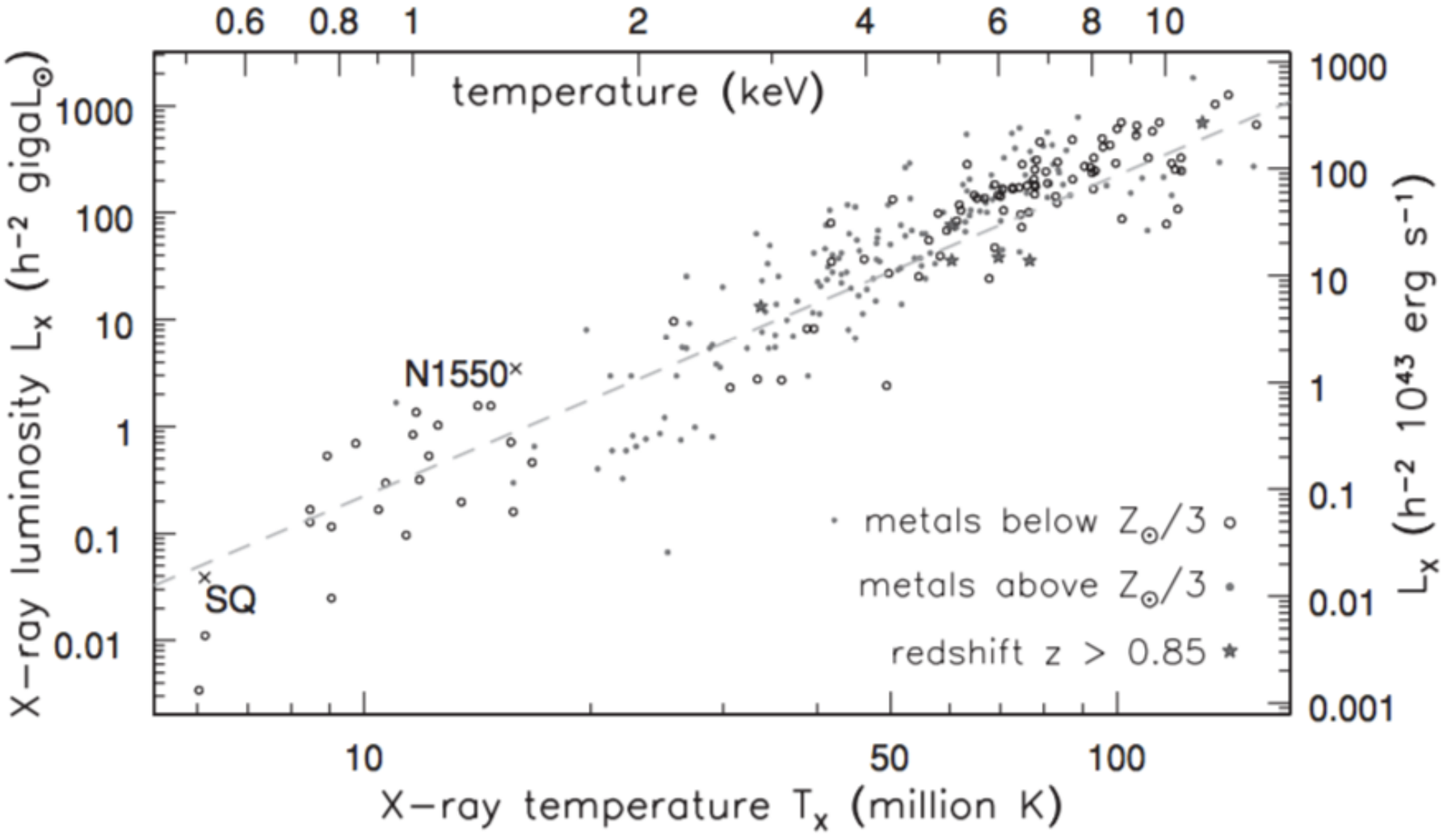


Fig. 7.12. The X-ray luminosity L_X of a galaxy cluster or group, in units of the Sun's bolometric luminosity, increases with the gas temperature T_X: the dashed line shows $L_X \propto T_X^3$. Stephan's Quintet and the NGC 1550 group follow the same trend. This relation has changed little since redshift $z \approx 1$. 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 $10^{-2}\,{\rm cm}^{-3}$ $10^{-4}\,{\rm cm}^{-3}$
- 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* $(10^{-3}\rho_{crit})$
Total (benchmark cosmology)	45
Intergalactic gas	
Diffuse and ionized	≈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

Relação Morfologia-Densidade

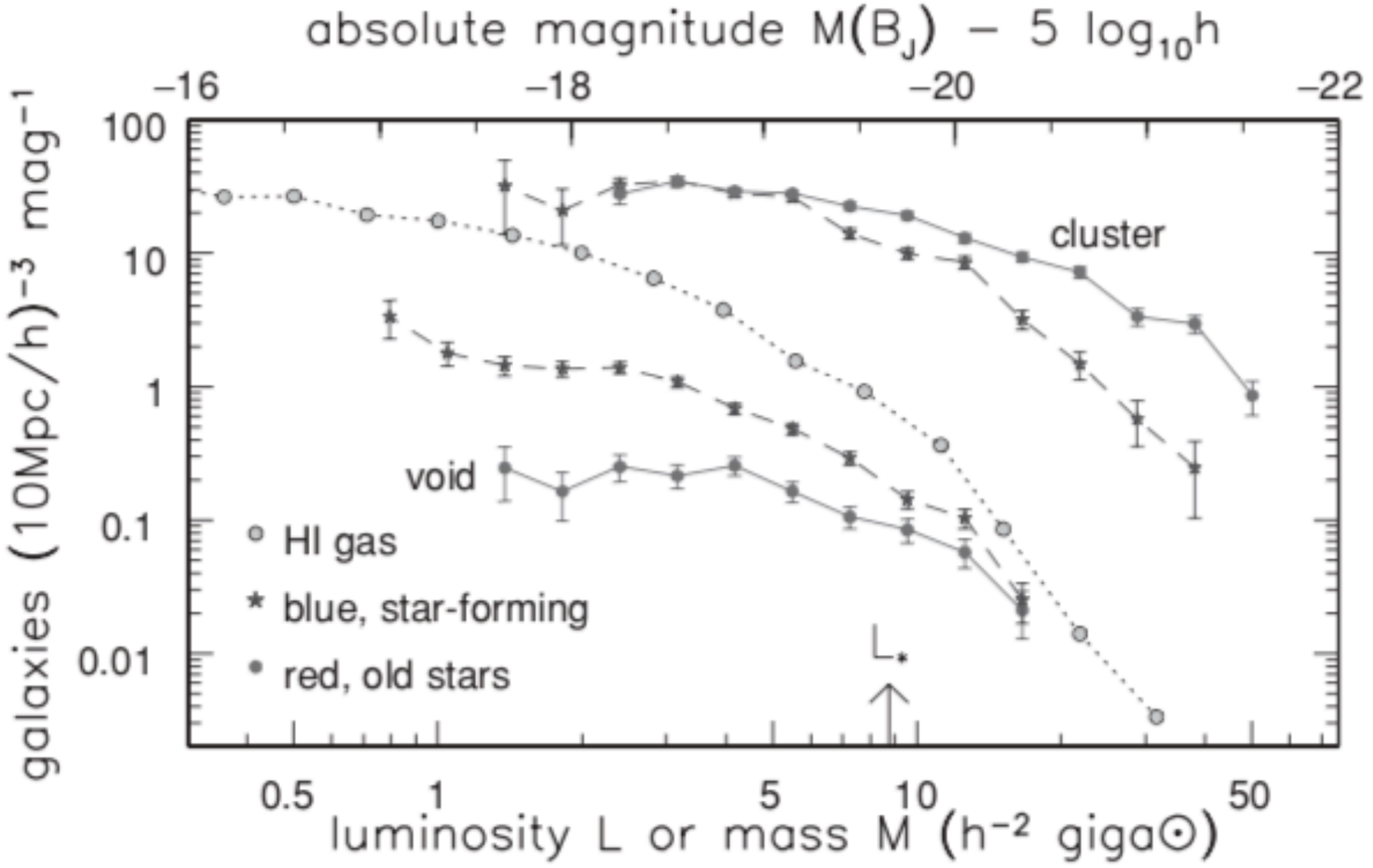


Fig. 7.11. Luminosity functions of blue star-forming galaxies (stars) and red galaxies (filled dots). Bright red galaxies predominate in clusters, but dim blue galaxies are more frequent in the low-density field or void regions. Clouds of neutral hydrogen, found in low-density regions, resemble blue galaxies in that small systems are far more common than big ones – D. Croton, 2dF survey; M. Zwaan, HIPASS.

Interações entre galáxias e evolução morfológica

- **Interações possíveis entre as galáxias dentro de um aglomerado**
  - 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

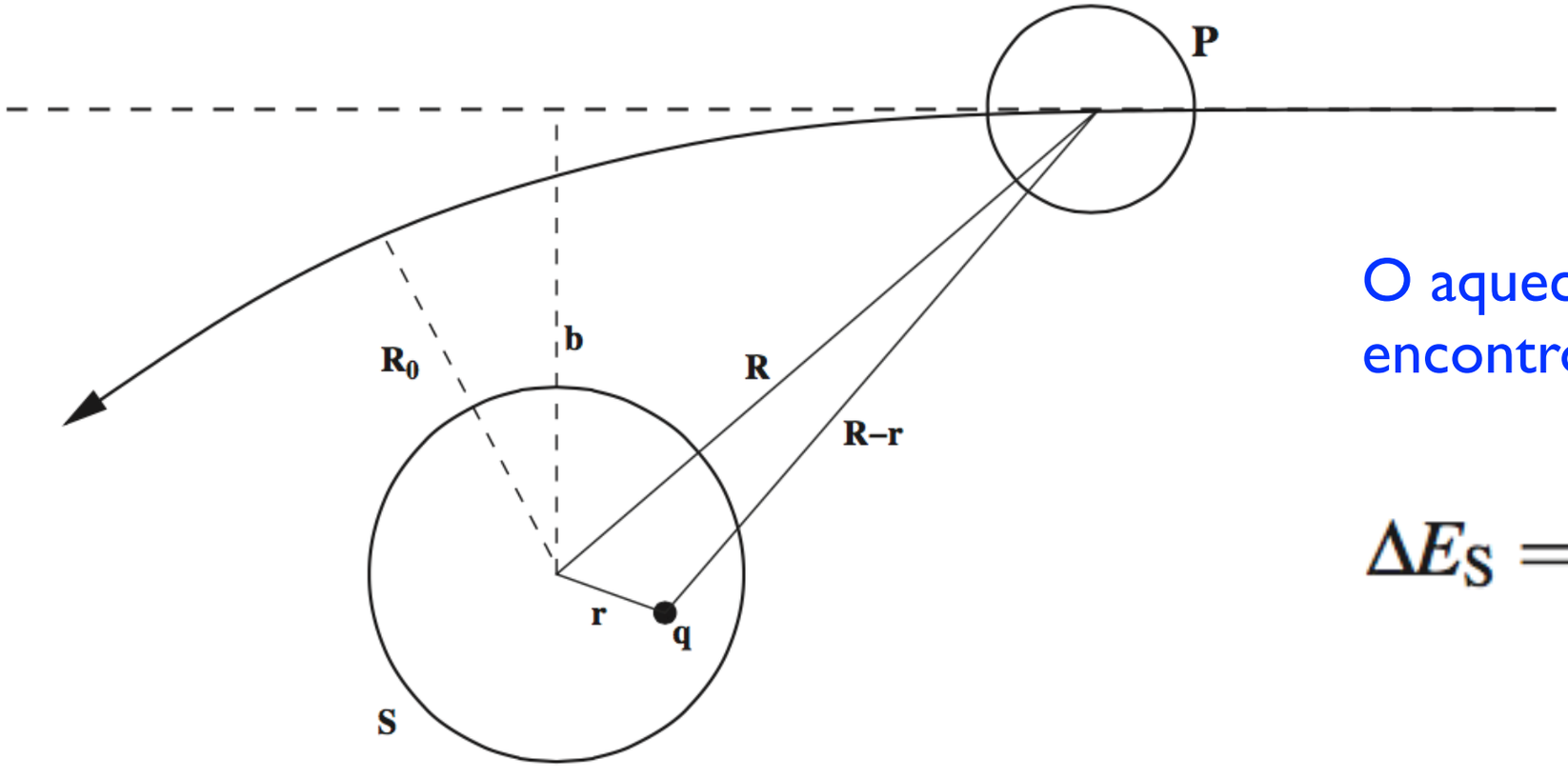
Interações entre galáxias

- 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

Encontros de alta velocidade (high speed encounters)

- a velocidade de “encontro" (não há colisão) é muito maior do que a dispersão de velocidade interna 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:

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

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)

- O encontro altera a energia cinética do sistema, enquanto que a potencial permanece constante
- 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, possivelmente associado a perda de massa
- encontros de alta velocidade podem “perturbar" um disco e induzir a formação de espirais ou barras (espirais grand-design geralmente tem satélites)

Tidal Stripping

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)

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

- (onde **m** é massa de um satélite orbitando um poço de potencial **M** em uma órbita circular de raio **R**)

- considerando também a possível existência de força centrífuga devido aos movimentos circulares de **m** ao redor de **M**, e valendo-se do problema de 3 corpos restritro, tem-se que:

$$r_t = \left[\frac{m/M}{(3+m/M)}\right]^{1/3} R \qquad (12.17)$$

- (Binney & Tremaine, 1987)

- Em casos gerais, se o satélite não está em uma órbita circular, o raio de maré não pode ser definido rigorosamente.

O destino do material arrancada por força de maré

- ***m*** pode ter perda de massa uma vez que as partículas mais externas sofrem uma força de maré que excede a força gravitacional ligando-as a ***M***

- sobre o destino do material arrancado, vamos considerar dois casos:

1. uma galáxia satélite orbitando um sistema massivo

2. a perda de massa que acompanha o merger de dois sistemas disco de massas comparáveis

O destino do material arrancada por força de maré

- Tidal streams: uma galáxia satélite orbitando um sistema massivo

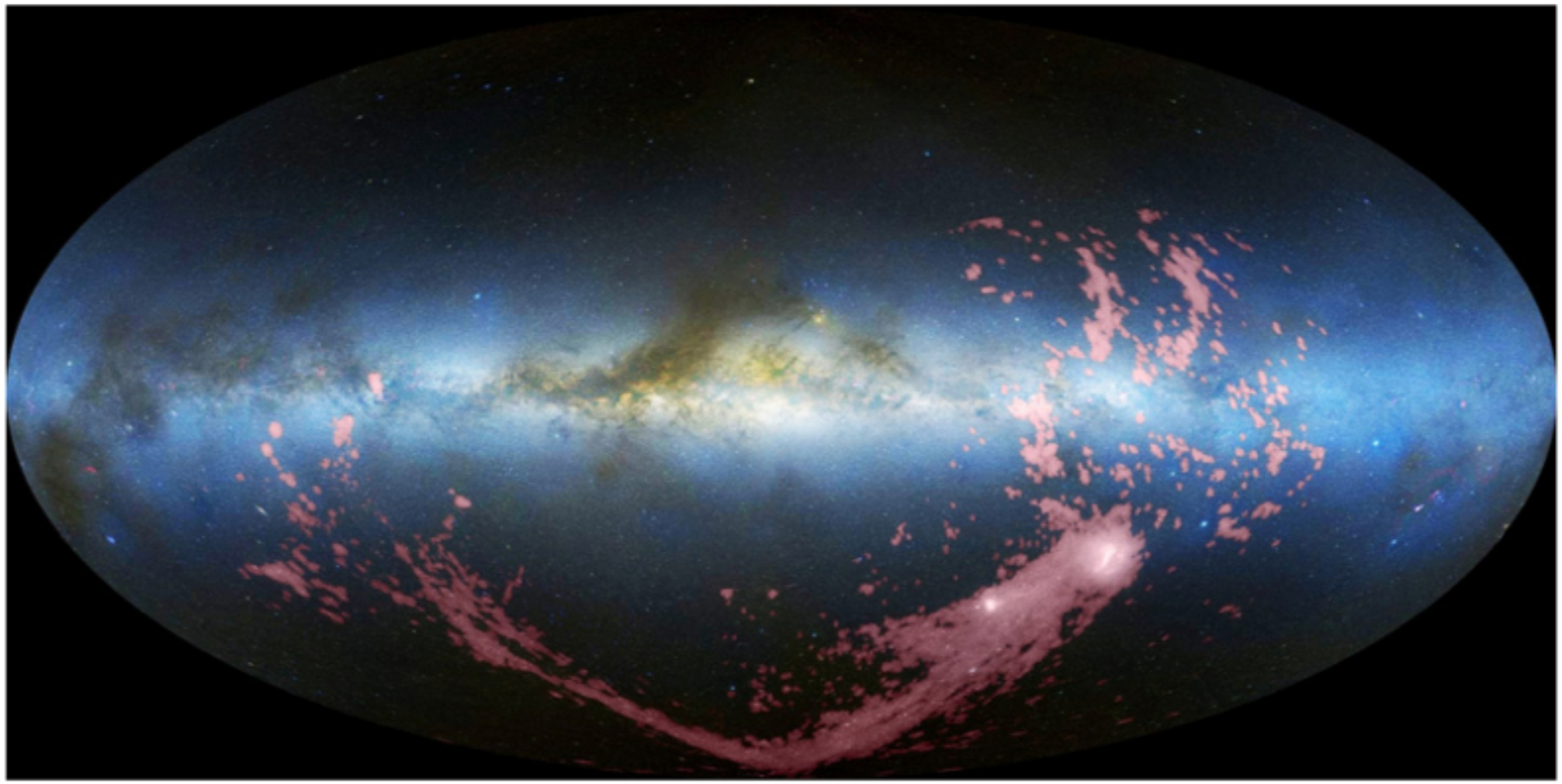
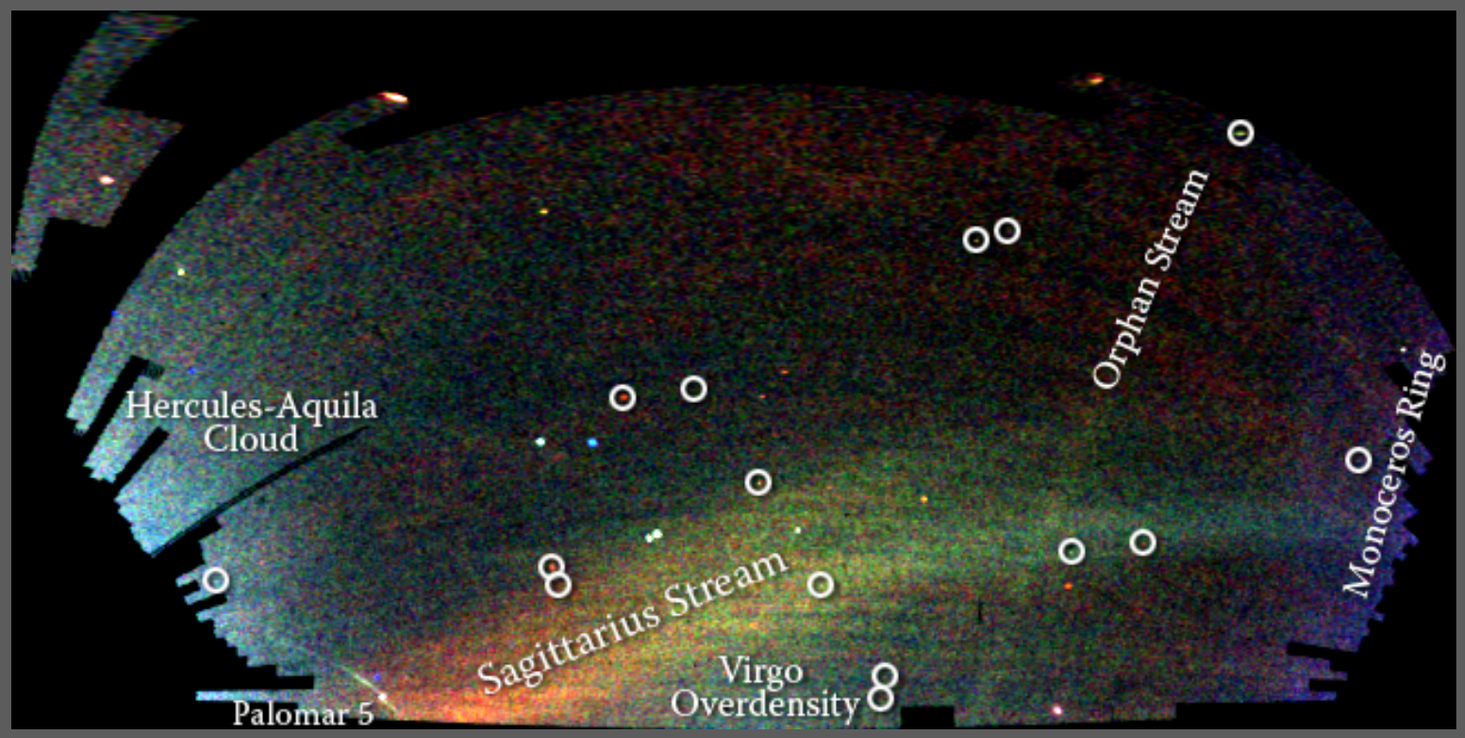


Figure 9. Magellanic Stream and Clouds in H I (red) with an optical all-sky image (blue, white, and brown; Mellinger 2009) in Aitoff projection with the direction to the Galactic center at the center.

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 (na última década 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.



Caudas de maré (Tidal Tails)

- Caudas 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! :))

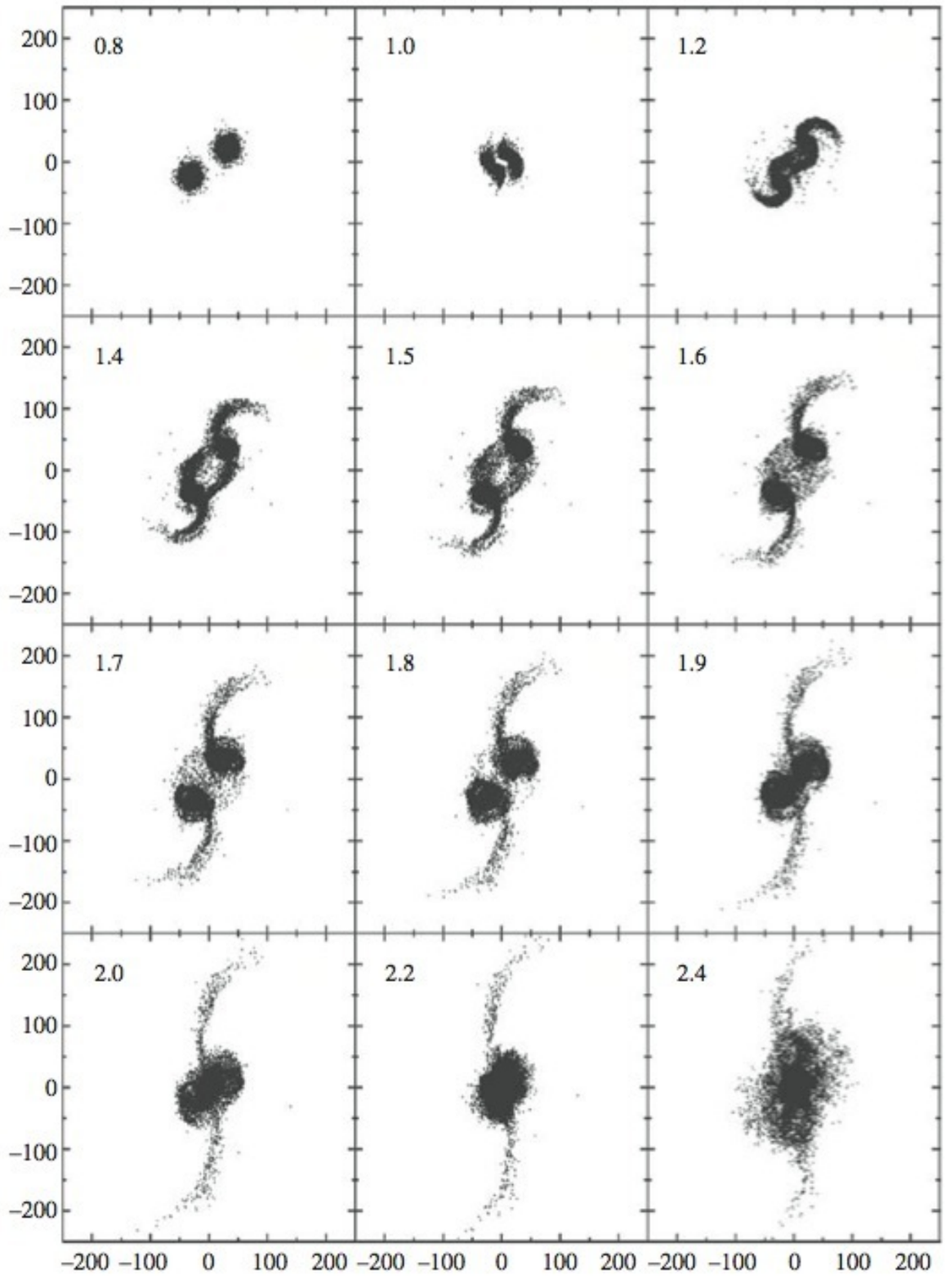


Fig. 12.2. Snapshots that show the time evolution of a numerical N-body simulation of a prograde merger between two disk galaxies that are embedded in dark matter halos. The snapshots show the disk particles ('stars') only, and clearly reveal the formation of two prominent tidal tails. The length units 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

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 energia e momento de M para as partículas do campo
- Intuitivamente, pode ser entendido como o encontro de dois corpos faz com que eles troquem energia, de modo que o sistema evolua para o equilíbrio termodinâmico

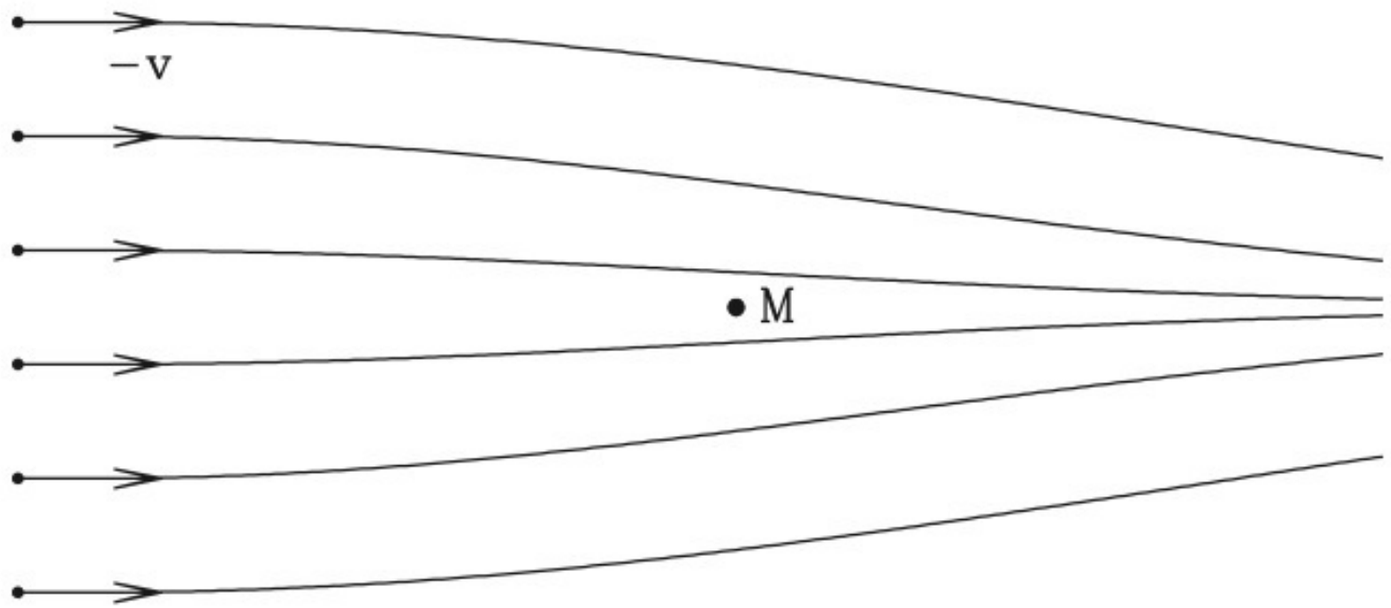


Fig. 12.3. As a massive object M moves through a sea of particles, the particles passing by are accelerated towards the object. As a result, the particle number density behind the object is higher than that in front of it, and the net effect is a drag force (dynamical friction) on the object.

Fricção dinâmica (Dynamical Friction)

- Alternativamente, pode ser entendido como se M perturbasse as partículas do campo causando uma “cauda" de maior densidade. A força gravitacional da cauda age então “freando" a massa M.

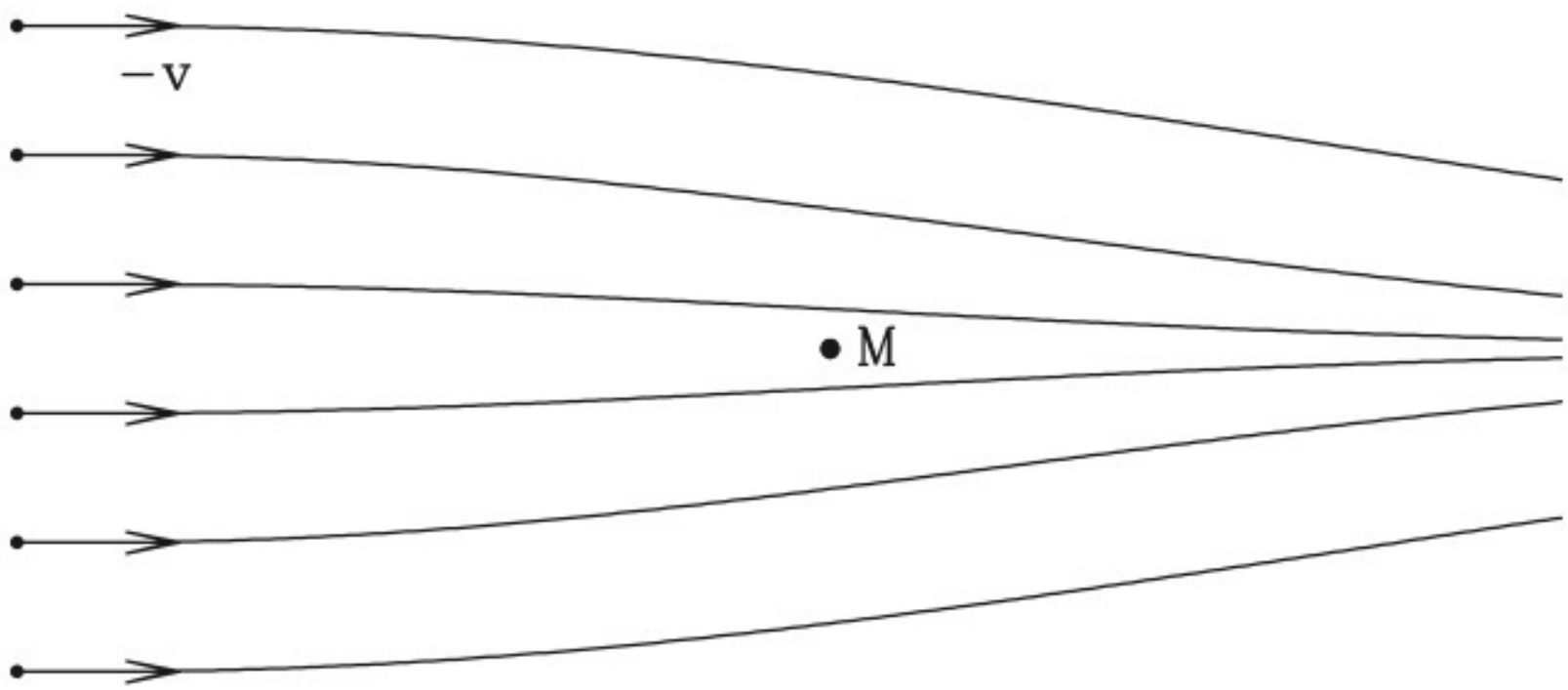


Fig. 12.3. As a massive object M moves through a sea of particles, the particles passing by are accelerated towards the object. As a result, the particle number density behind the object is higher than that in front of it, and the net effect is a drag force (dynamical friction) on the object.

Fricção dinâmica (Dynamical Friction)

- Fórmula de Chandrasekar (1943) para a fricção dinâmica

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

$$= -4\pi \left(\frac{GM_{\rm S}}{v_{\rm S}}\right)^2 \ln\Lambda \rho(<v_{\rm S}) \frac{\mathbf{v}_{\rm S}}{v_{\rm S}}, \qquad (12.40)$$

- onde $\rho(< v_S)$ é a densidade de partículas do campo com velocidade menores que v_S
- Faz com que um objeto orbitando dentro de um sistema perca 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.
- 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

Mergers

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

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

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

$$E_{\rm orb} \sim \sigma^2$$

$$\langle v^2 \rangle = aGM/r_{\rm med}$$

=> internal mean-square velocity

L (the orbital angular momentum per unit mass)

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

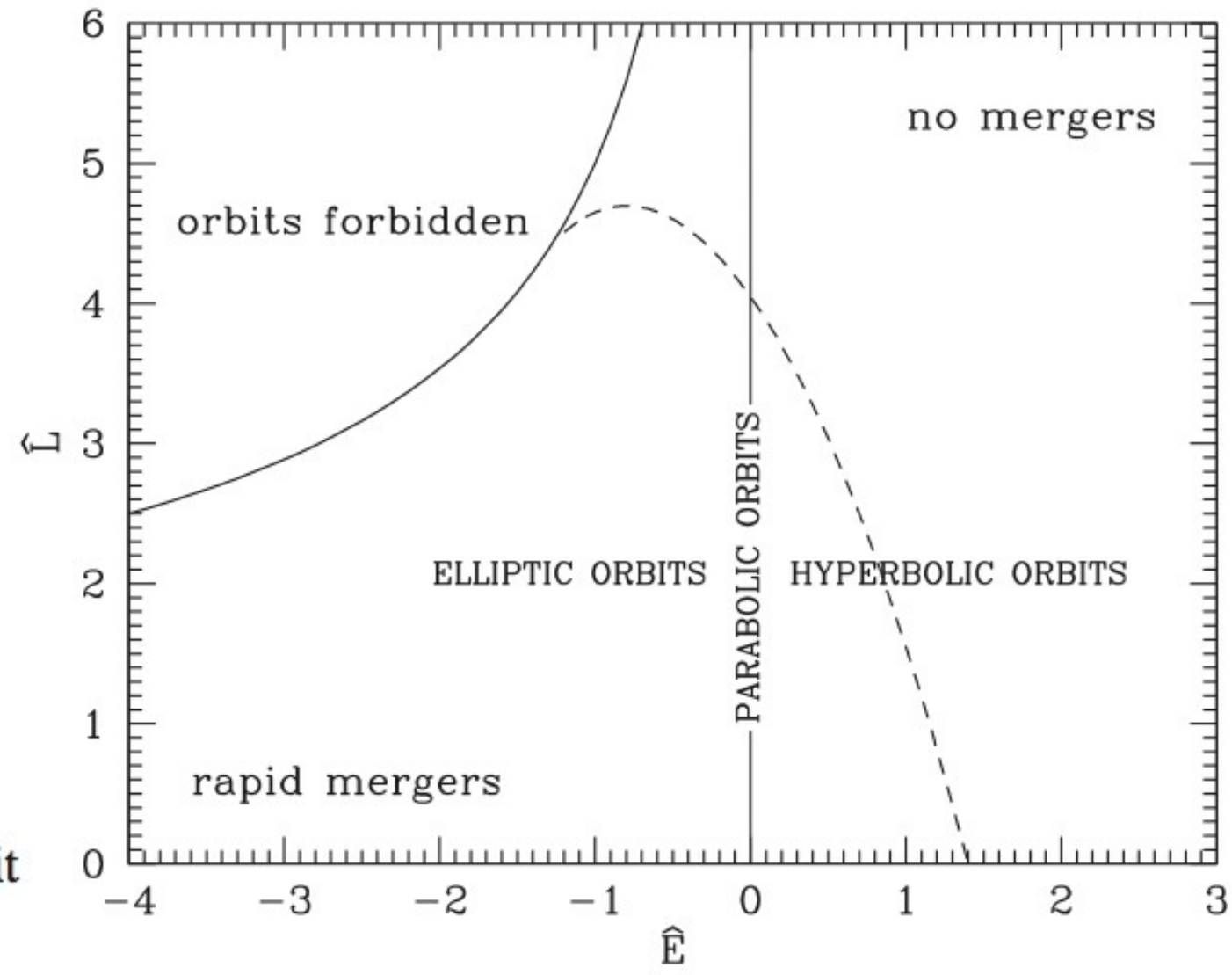


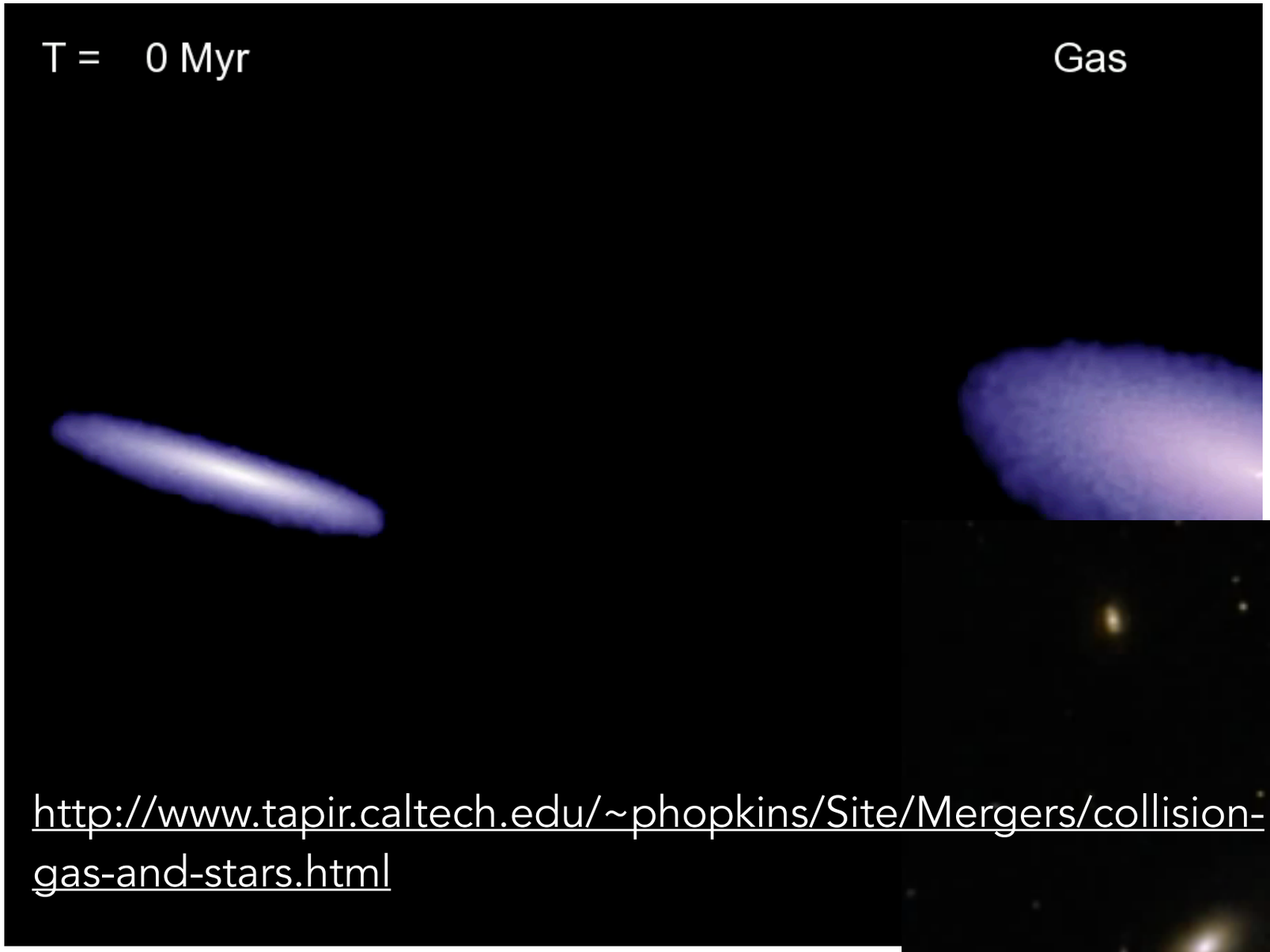
Fig. 12.4. Merging criteria for two spherical galaxies with the same mass. Orbits in the upper-left region are forbidden, because for a given orbital energy the largest possible angular momentum is that of a circular orbit (indicated by the solid curve). Encounters with orbital energy and/or angular 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 $\hat{E} \lesssim 1$
  - a energia orbital específica de um encontro típico é da ordem de $E_{\rm orb} \sim \sigma^2$
    - então mergers são efetivos em sistemas com dispersão de velocidades menor ou comparável às velocidade internas das galáxias
    - ou seja, mergers são efetivos em grupos, mas raros em aglomerados ricos (exceção à galáxia central)
- 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.

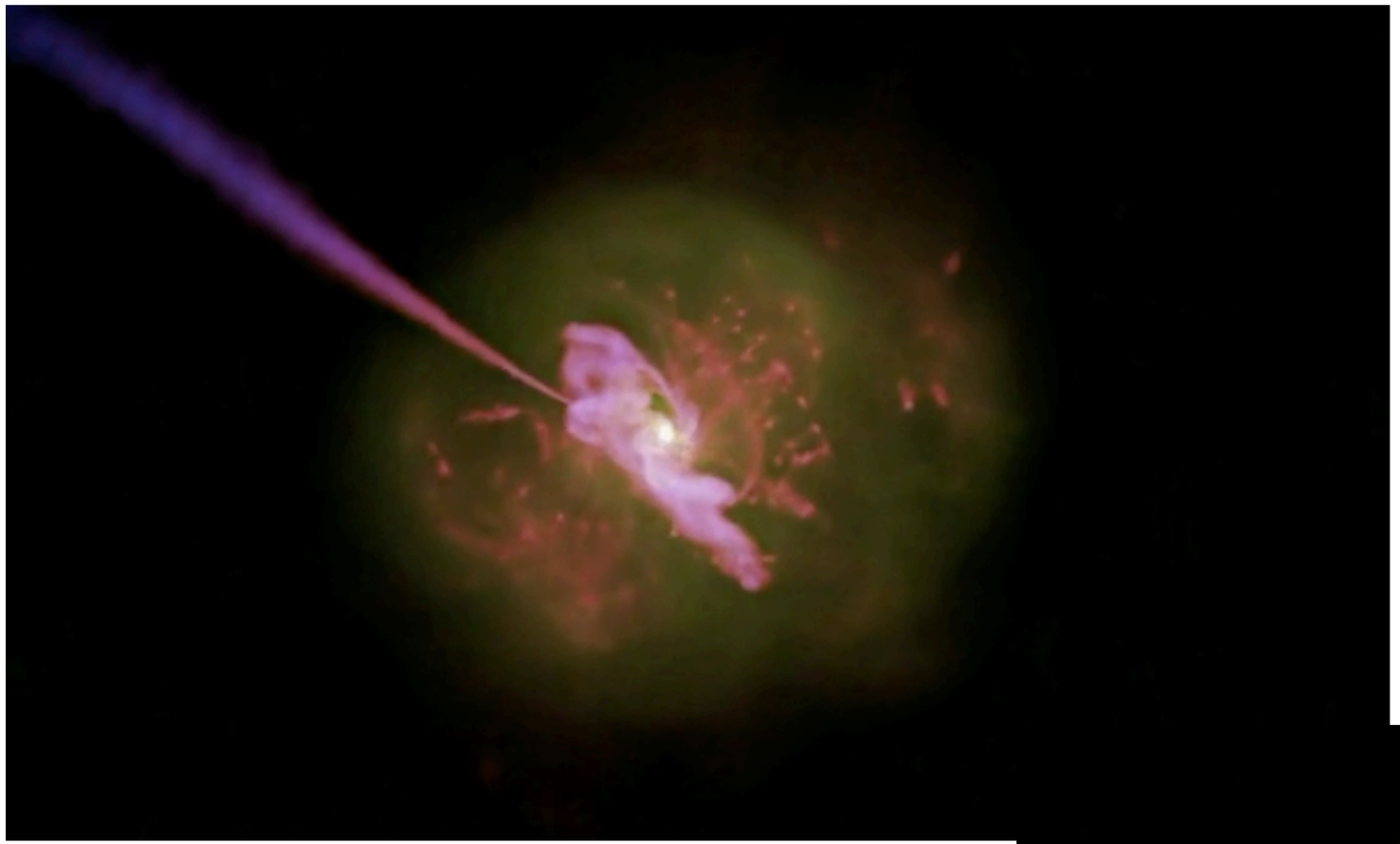
Mergers

- Não é possível descrever mergers com descrições analíticas:
  - energia orbital é transferida para o produto do merger
  - parte da energia orbital pode ser perdida por matéria ejetada dos progenitores (tidal tails)
  - energia orbital pode ser transferida para a matéria escura por fricção dinâmica
  - devido às fortes perturbações de maré e troca de energia entre os diversos componentes, o sistema precisa encontrar um novo equilíbrio após o merger
  - são necessárias simulações numéricas…
- 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).



http://www.tapir.caltech.edu/~phopkins/Site/Mergers/collision-gas-and-stars.html

https://www.youtube.com/watch?v=D-0GaBQ494E



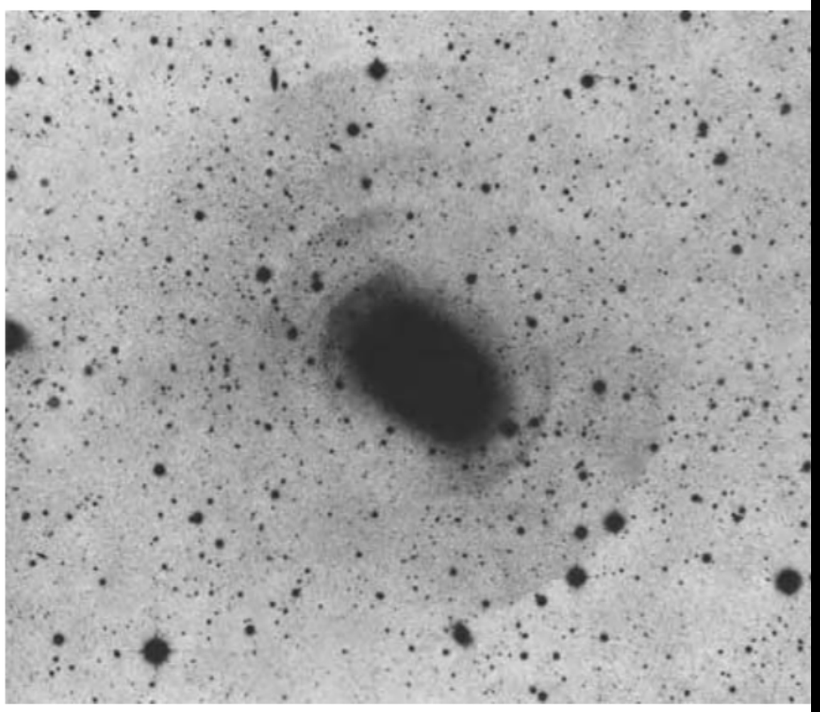


Fig. 6.5. A negative image shows faint arclike shells around elliptical galaxy NGC 3923;

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, a relaxação violenta tem um papel importante e o remanescente tem pouca semelhança com seus progenitores.

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 de gás nos 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

- se apenas uma pequena parte do gás continuar a perder momento angular, irá cair no buraco negro central => AGN

- questões em aberto:

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

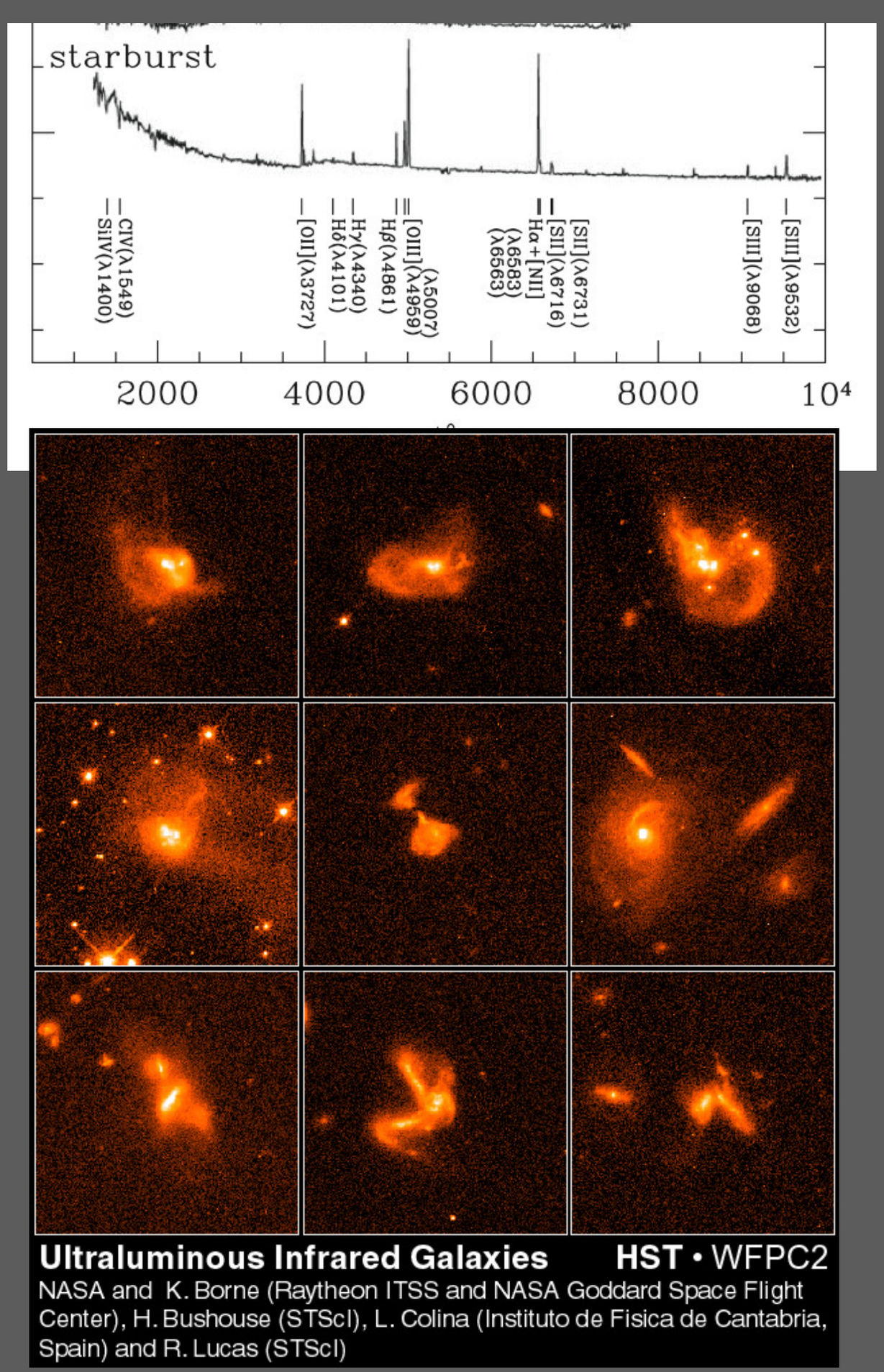
  - qual o papel do feedback em regular e terminar o starburst e atividade AGN? (Springel et al., 2005).

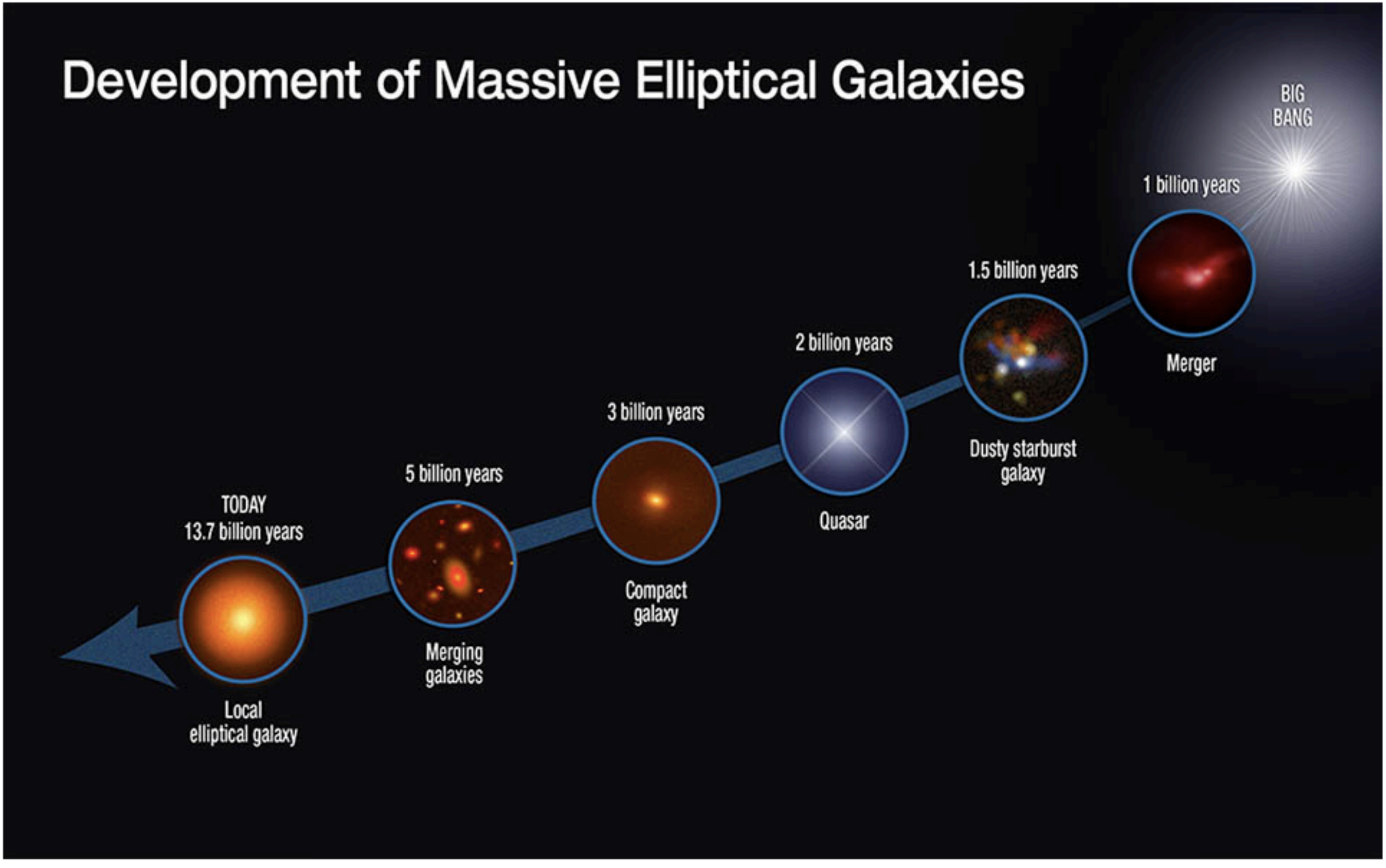
http://hubblesite.org/image/3898

Starburst galaxy M82. The observation was made in March 2006, with the Advanced Camera for Surveys' Wide Field Channel. Astronomers assembled this six-image composite mosaic by combining exposures taken with four colored filters that capture starlight from visible and infrared wavelengths as well as the light from the glowing hydrogen filaments.

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})





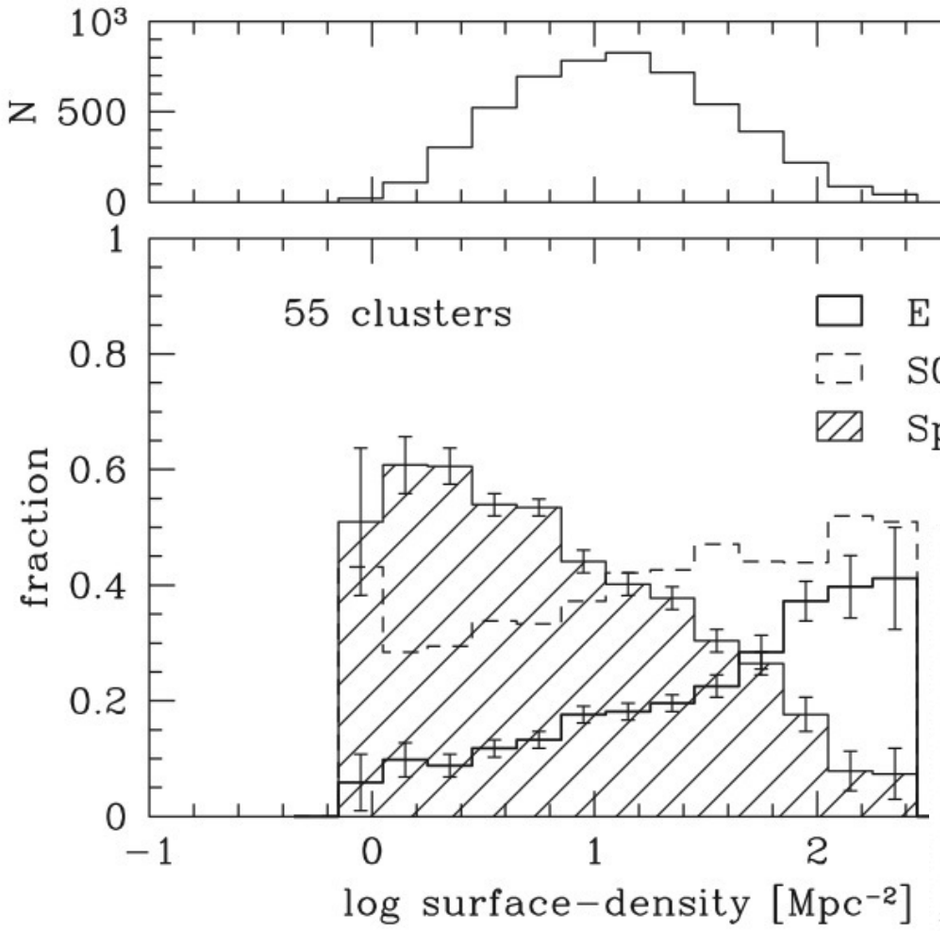
http://www.spitzer.caltech.edu/images/5726-ssc2014-01a-Development-of-Massive-Elliptical-Galaxies

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

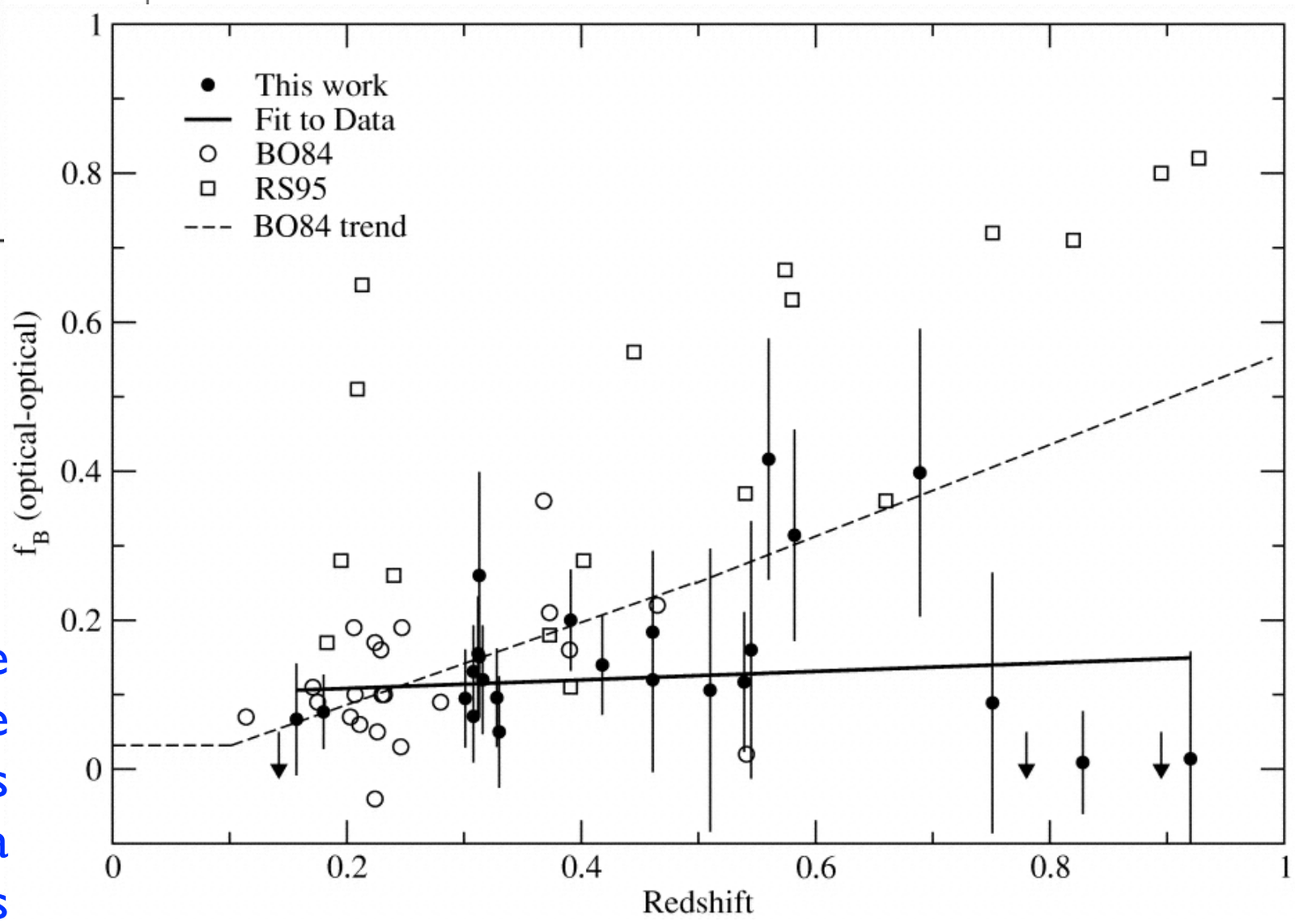
Transformação de galáxias em aglomerados

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

Evidências observacionais da transformação de galáxias pelo meio ambiente



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

O Efeito Butcher-Oemler

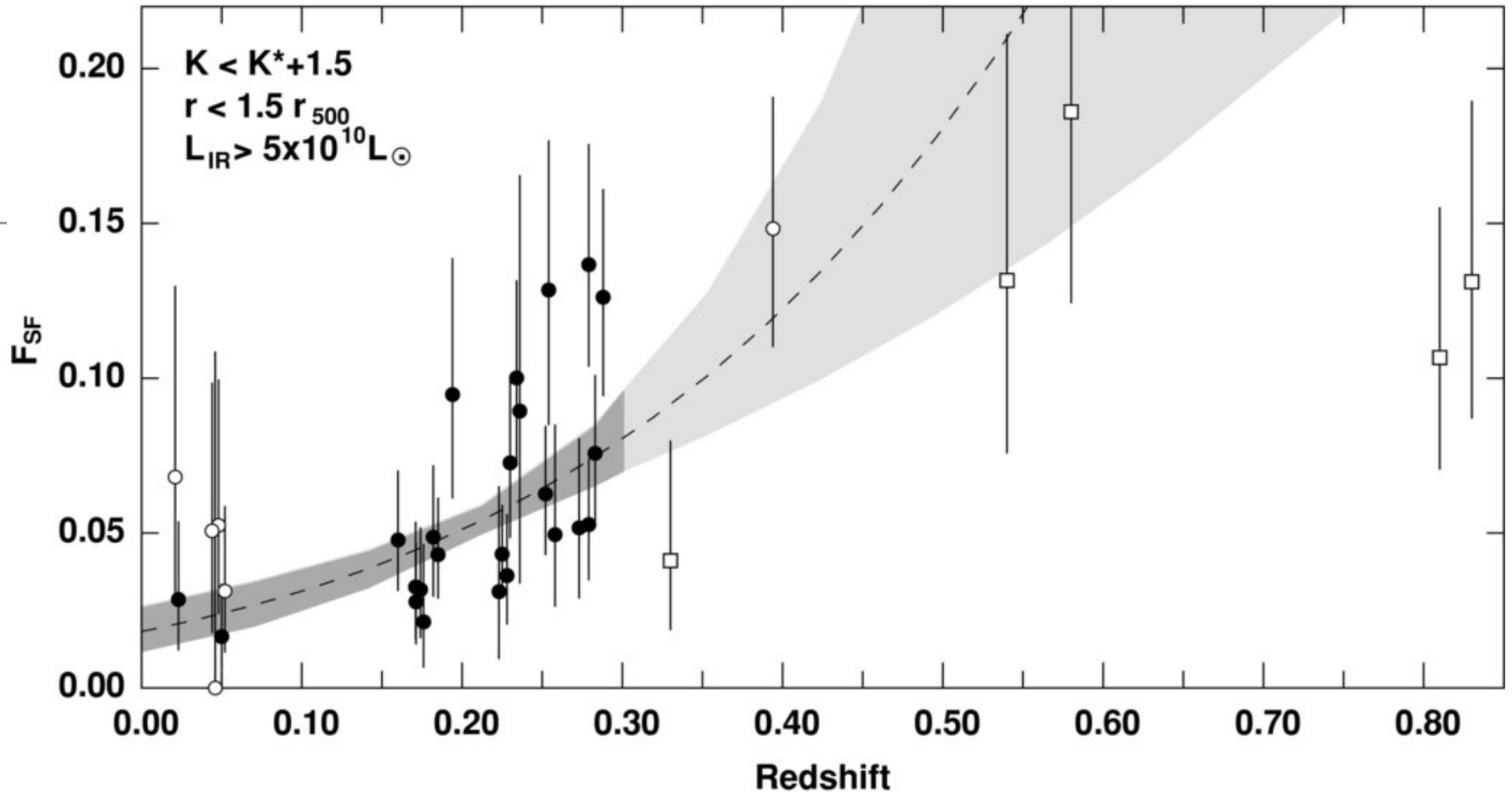


Figure 2. MIR BO effect. The estimated fraction of $M_K \leq M\star_K + 1.5$ cluster members within $1.5r_{500}$ having $L_{IR} > 5 \times 10^{10} L_\odot$. The dashed line indicates the best-fitting evolutionary fit of the form $f_{SF} = f_0(1 + z)^n$ to the $z < 0.3$ clusters, and the shaded region indicates the 1σ confidence region to the fit, with the lighter colors showing the extrapolation of the fit beyond $z = 0.3$. Solid circles indicate clusters with $L_X > 3 \times 10^{44}$erg s $^{-1}$, while open circles indicate less X-ray luminous clusters. The open squares indicate the values of f_{SF} taken from the Saintonge et al. (2008) $z > 0.3$ sample.

http://iopscience.iop.org/article/10.1088/0004-637X/704/1/126

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

- galáxias em aglomerados podem ser afetadas pelo ambiente de três modos:

  - interações de maré com outras galáxias do aglomerados 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)

Assédio Galáctico

Assédio Galáctico (Galaxy Harassment)

- 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).

Assédio Galáctico (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://www2.lowell.edu/rsch/LMI/gallery.html

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

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

Assédio Galáctico (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 anãs elípticas tem rotação baixa ou nula (simulações prevêem que os esferóides 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

Perda de massa por pressão de arrasto (Ram-Pressure Stripping)

- 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 exercida pelo meio intra-aglomerado for maior do que a força gravitacional que mantém o meio inter-estelar preso ao disco, a galáxia irá perder (parte) do seu gás
- possivelmente interrompe a 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 (Ram-Pressure Stripping)

- 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!

Estragulação

Estrangulação (Strangulation)

- 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)

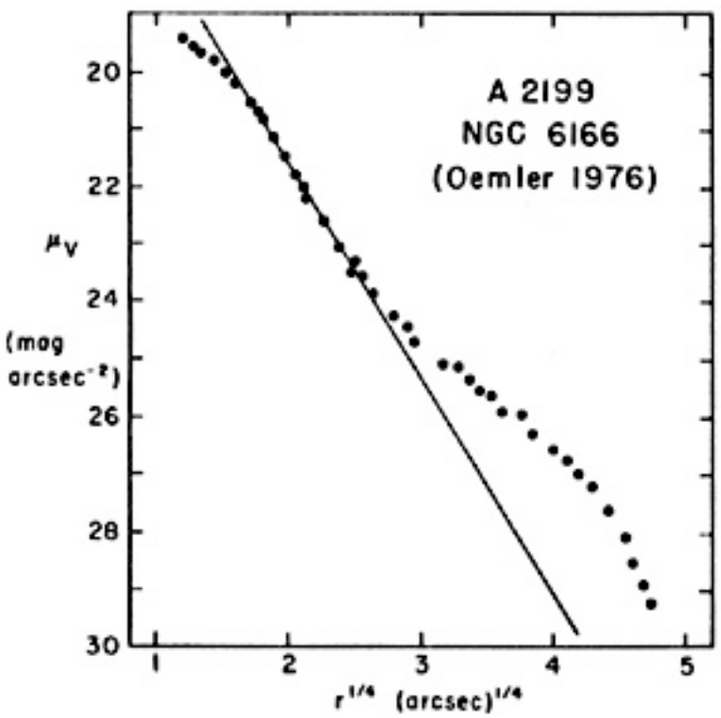
Canibalismo galáctico

Canibalismo galáctico (Galactic Cannibalism)

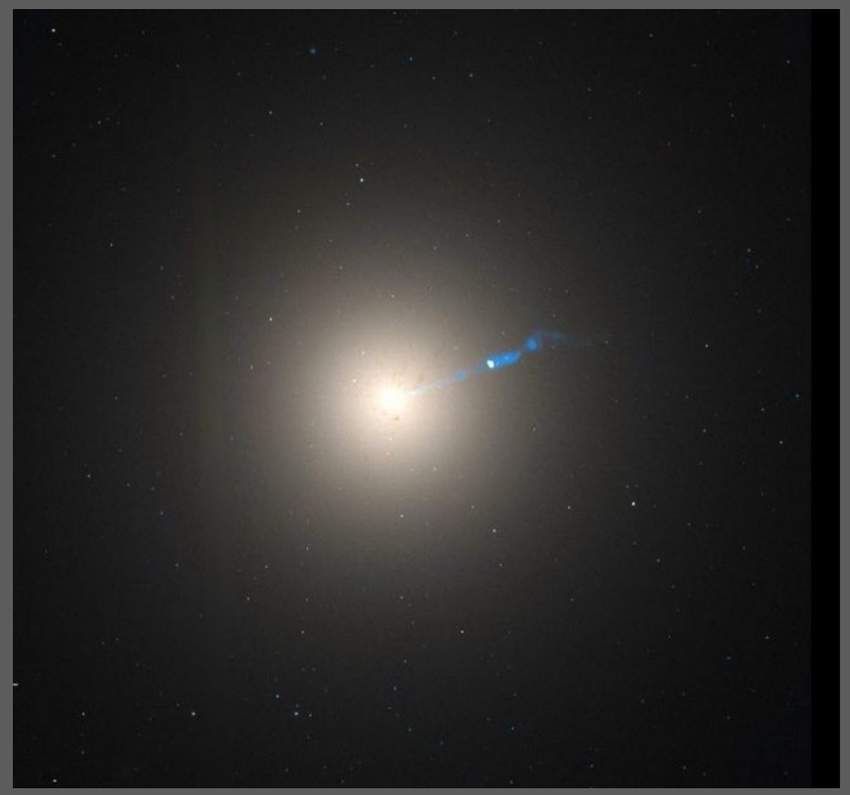
- Em aglomerados a taxa de mergers é baixa devido às altas velocidades dos encontros
- Uma importante exceção refere-se a galáxia central do aglomerado
- devido a fricção dinâmica, as galáxias perdem energia e momento e espiralam para o centro do potencial
- canibalismo galáctico é o nome dado ao processo 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 (13.6.2 em MvdBW)

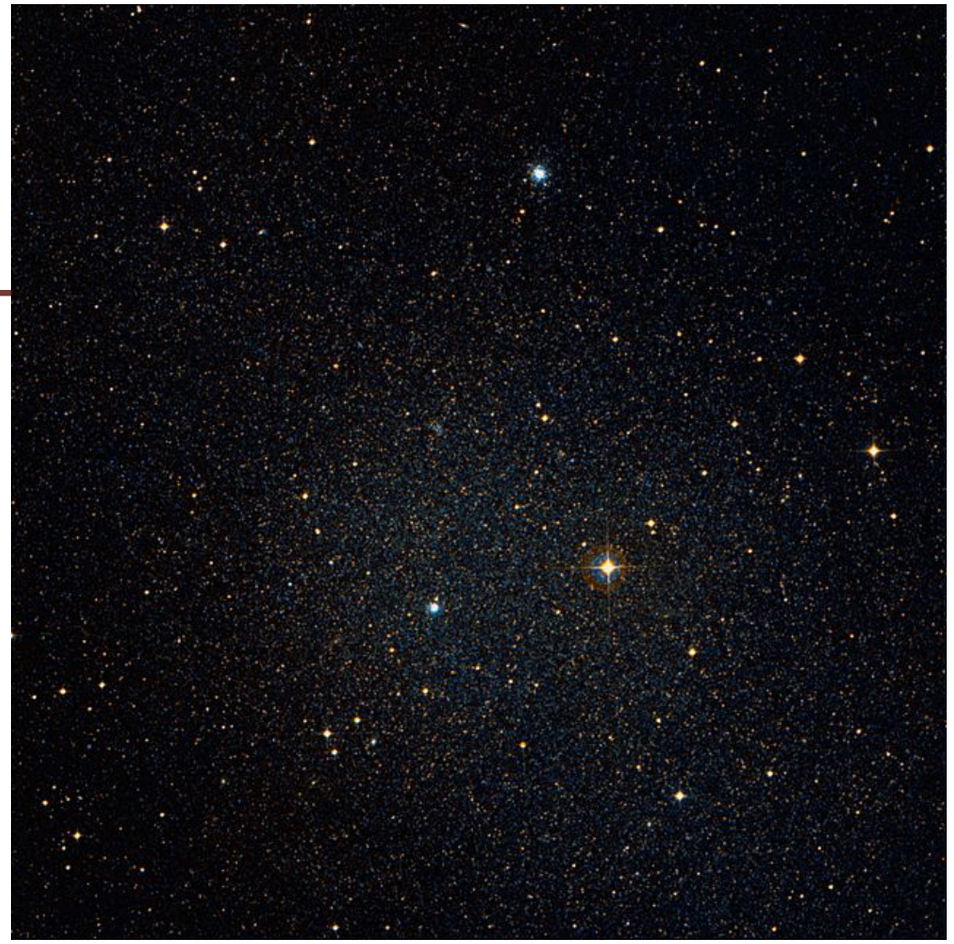
M110, dE

Cenários de formação

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. assédio galáctico 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.



Fornax, dSph

Não existe um modelo de formação único que explique todas as propriedades. É possível que múltiplos canais de formação sejam necessários para explicar a origem de dE e dSph. Como essas galáxias se formaram é ainda um problema sem solução. (Mo, edição de 2010).