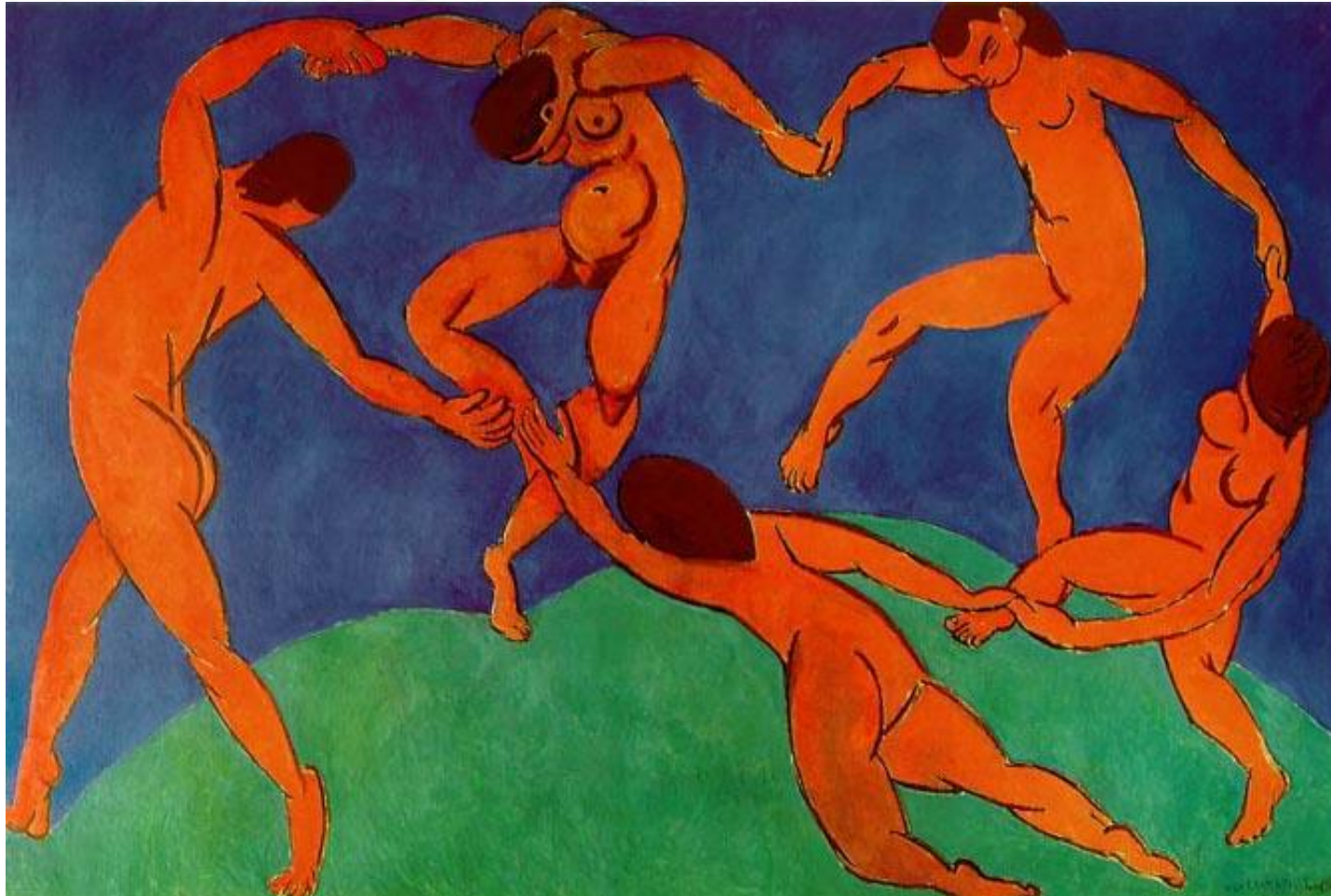


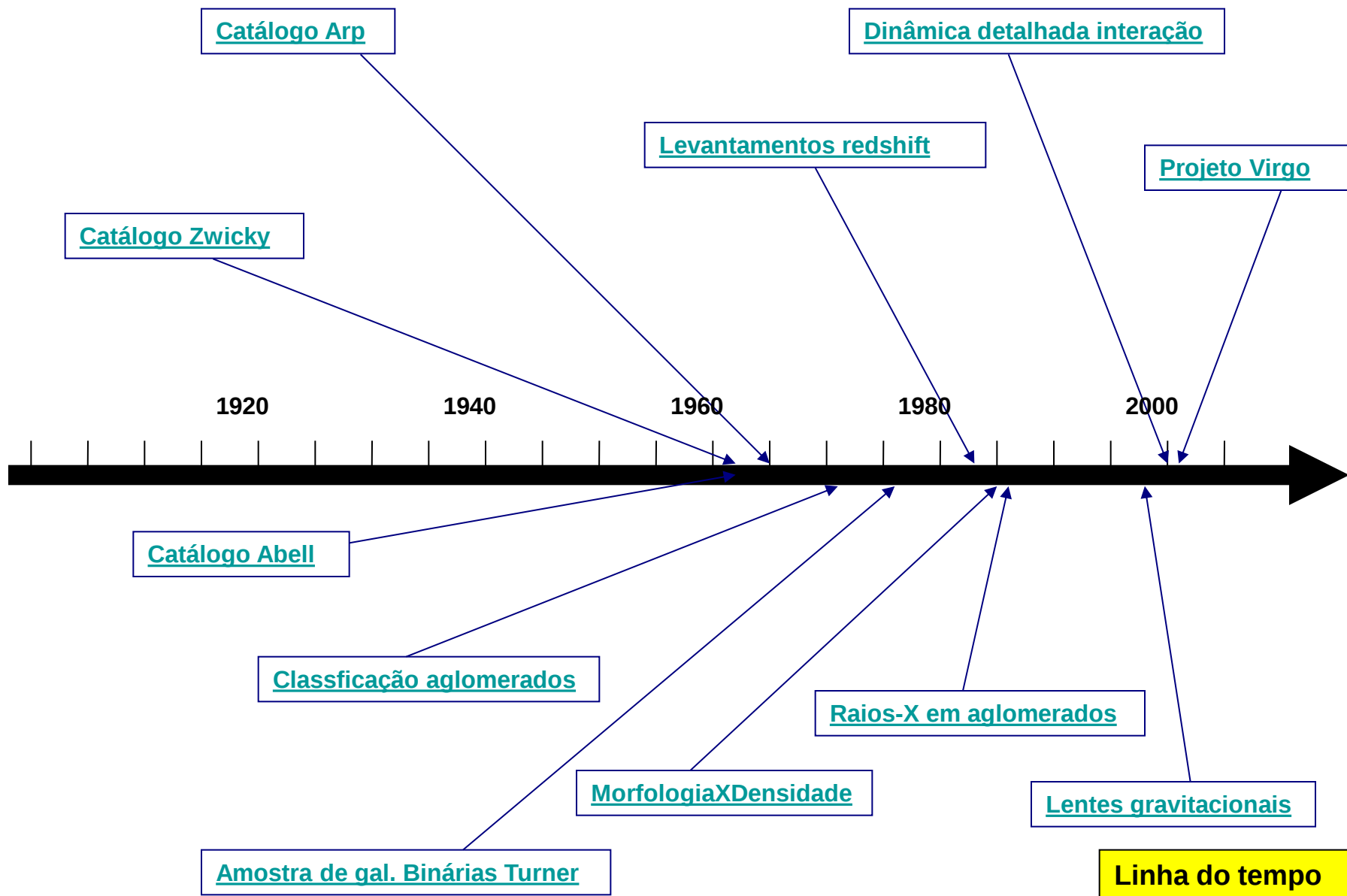


AGA 299 – IAG/USP
Ronaldo E. de Souza
Nov, 2015

7. Galáxias No Universo



As galáxias se distribuem no Universo segundo uma estrutura hierarquizada. Esta estrutura revela o efeito acumulado dos mecanismos cosmológicos que atuam desde o Big-Bang até os dias de hoje.



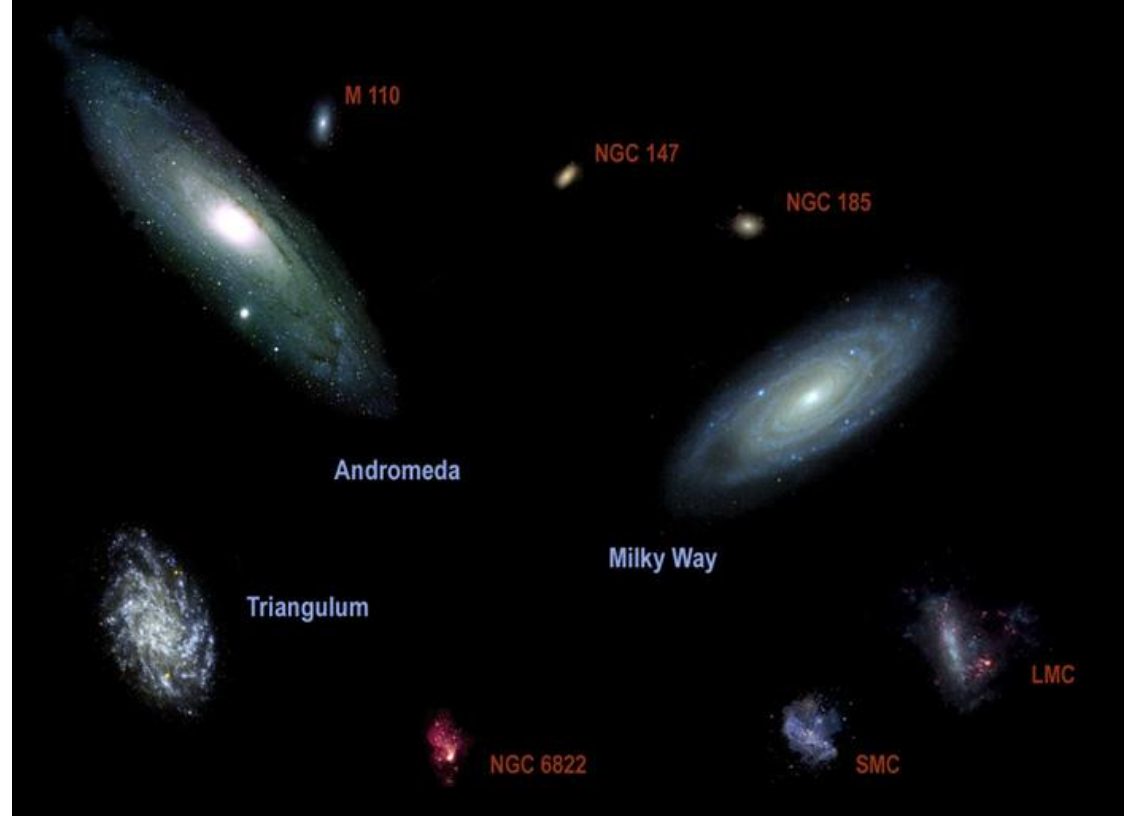
Tópicos

- 7.1 Galáxias Binárias
- 7.2 Galáxias em Interação
- 7.3 Aglomerados de Galáxias
- 7.4 Função de Correlação
- 7.5 Lentes Gravitacionais
- 7.6 O Universo em Grandes Escalas
- 7.7 Problemas

7.1 Galáxias Binárias

No Universo local podemos identificar vários sistemas binários constituídos por duas galáxias dominantes. O que podemos aprender com as galáxias binárias? Na área de astronomia estelar considera-se que as estrelas binárias proporcionem as estimativas mais diretas sobre as massas destes objetos.

Portanto existe uma expectativa natural de que talvez seja possível utilizar na astronomia extragaláctica as galáxias binárias com este mesmo propósito. O exemplo mais próximo de sistema binário é constituído pela Via Láctea e M31. Apesar do grande número de objetos no Grupo Local a maior contribuição para a sua massa vem de M31 com uma massa visível da ordem de $4 \times 10^{11} M_{\odot}$ e da Via Láctea com cerca de $10^{11} M_{\odot}$. Os outros objetos apresentam uma contribuição por massa consideravelmente menor. Se pudéssemos ver um sistema como o Grupo Local a uma distância maior veríamos somente as duas galáxias dominantes com uma separação da ordem de 812 Kpc e aproximando entre si com uma velocidade relativa da ordem de 300 km/s.

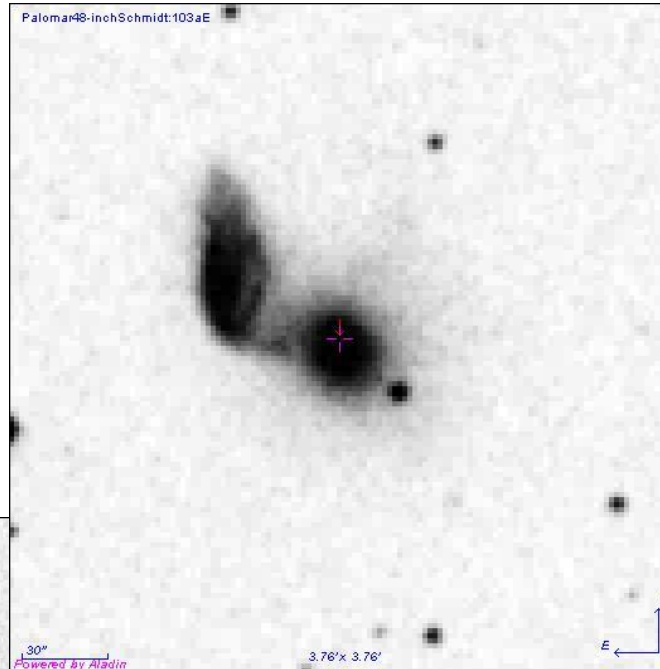


Estime a escala de tempo para colisão da Via Láctea com M31

A grande dificuldade neste tipo de análise é que, ao contrário do que ocorre com as estrelas, o período orbital das galáxias binárias é tão grande que torna impossível amostrar diretamente o seu movimento relativo através de observações em várias épocas. Consequentemente a alternativa consiste em analisar estatisticamente as suas separações projetadas e seu movimento relativo através de catálogos destes objetos. Em princípio, uma vez que a teoria da gravidade relaciona as separações e velocidades, a análise estatística destas grandezas poderia nos informar qual deve ser a massa média destes objetos.

Um dos catálogos que se considera de melhor qualidade na literatura foi construído por Turner ([1976, ApJ, 208, 20](#)). Este catálogo contém objetos cuja separação angular é inferior a 8' para minimizar os possíveis efeitos da contaminação acidental por pares ópticos. Ademais foram eliminados os pares contendo um terceiro objeto próximo e também aqueles considerados muito débeis em comparação com a magnitude limite do catálogo de galáxias de Zwicky baseado nas placas do levantamento de Palomar. No final o catálogo de Turner conta com 156 pares. Contudo mesmo tomando-se estas precauções é possível que o número de pares contaminados por projeções ópticas ao longo da linha de visada seja relativamente elevado como mostrado por White et al ([1983, MNRAS, 203, 701](#)).

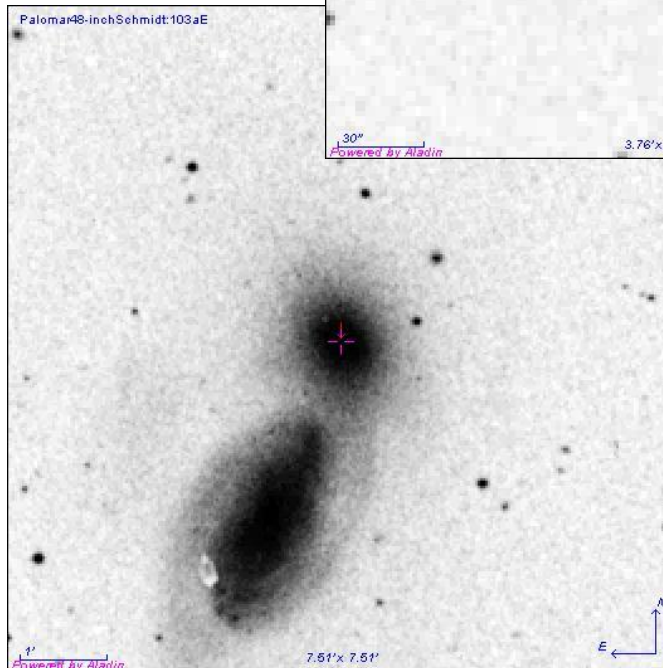
Exemplos de
pares de galáxias
do catálogo de
Turner (1976)



NGC 5953, 5954

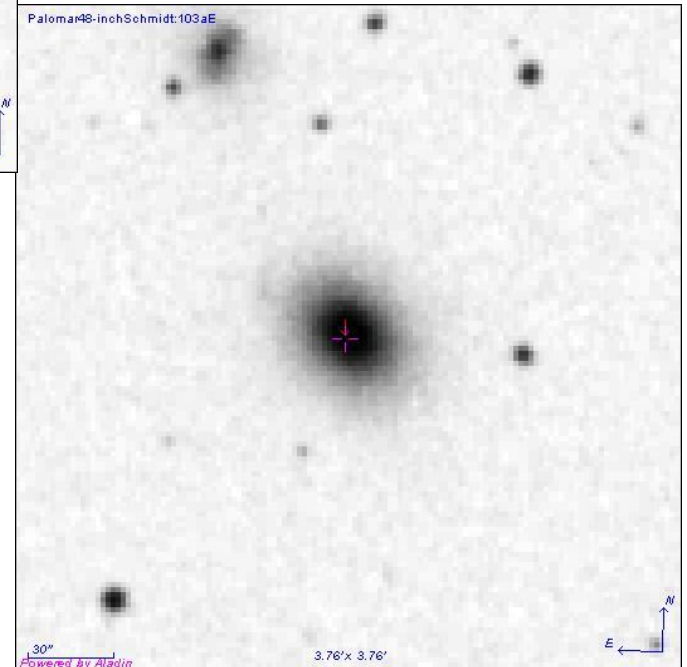
**$\Delta v=92$ km/s Sep=2.40'
Dist=33 Mpc**

Baseando-se nos dados destes pares estime o período orbital médio das galáxias binárias. Como este período se compara com a idade de Hubble?



NGC 3226, 3227

$\Delta v=293$ km/s Sep=2.20' dist=29.8 Mpc



NGC 2778, 2780

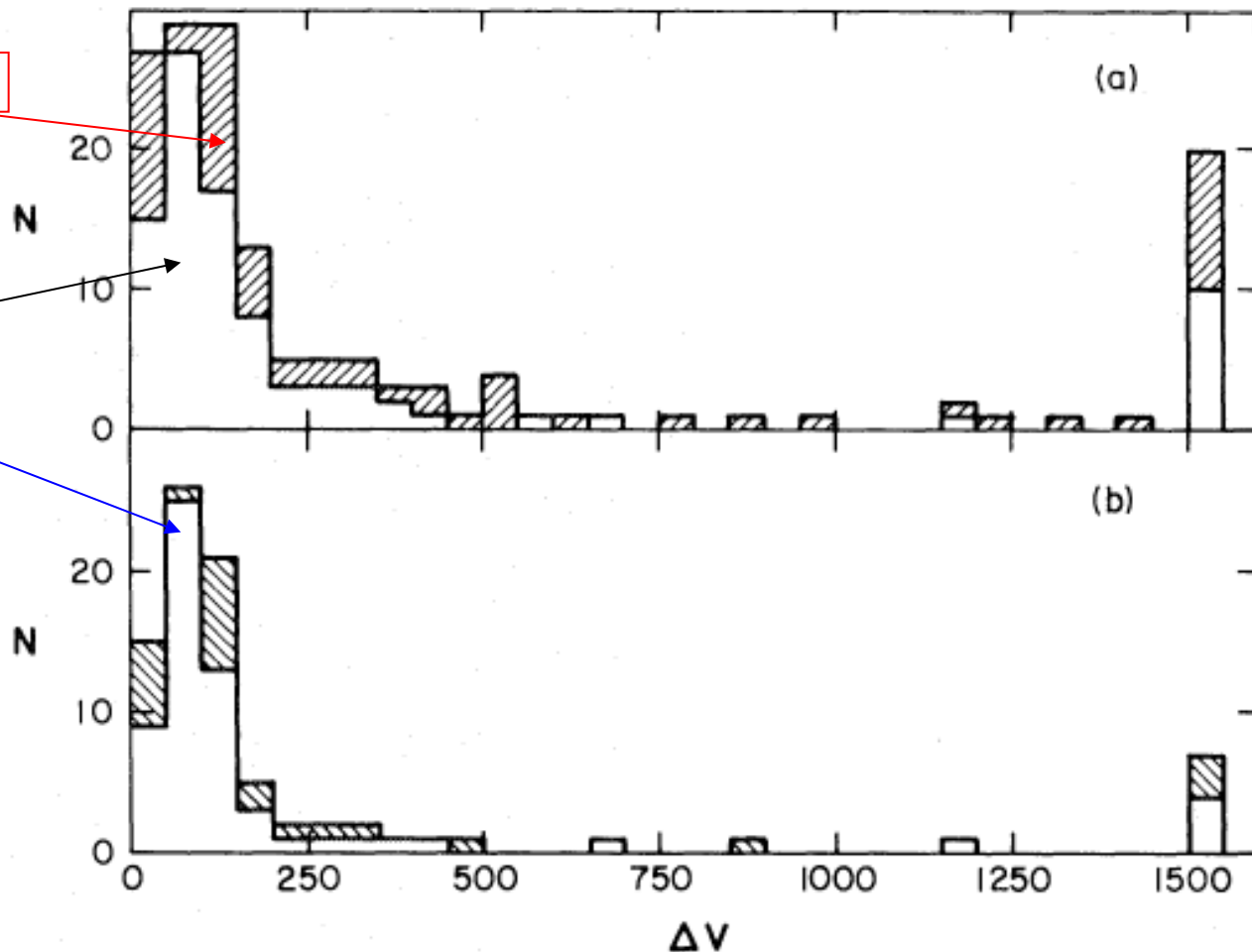
$\Delta v=156$ km/s Sep=7.40' dist=34.9 Mpc

Amostra original de Turner

Pares contendo uma E ou S0

Amostra de Turner depurada

Você teria algum motivo objetivo para suspeitar que pares com velocidades relativas da ordem de 1000 km/s não poderiam ser sistemas ligados?



Após obter a velocidade radial de todos os objetos do catálogo de Turner a análise realizada por White et al (1983) mostrou que vários pares listados no catálogo de Turner se revelaram como sendo provavelmente falsos pares. Na amostra original a diferença média das velocidades é $\Delta V=105$ km/s enquanto que na amostra depurada, após a eliminação dos pares ópticos, temos $\Delta V=89$ km/s. Existe uma tendência marginal da diferença de velocidade ser maior na amostra em que uma das galáxias é do tipo jovem ($\Delta V=121$ km/s) ao contrário dos pares onde ambas são espirais ($\Delta V=93$ km/s).

Supondo-se que a amostra seja homogênea e representativa concluímos que o conhecimento simultâneo da distribuição das diferenças de velocidades e da distribuição das separações aparentes nos permitiria estimar o valor médio das massas. Considerando-se por exemplo que todas as galáxias binárias tivessem órbitas circulares deveríamos ter

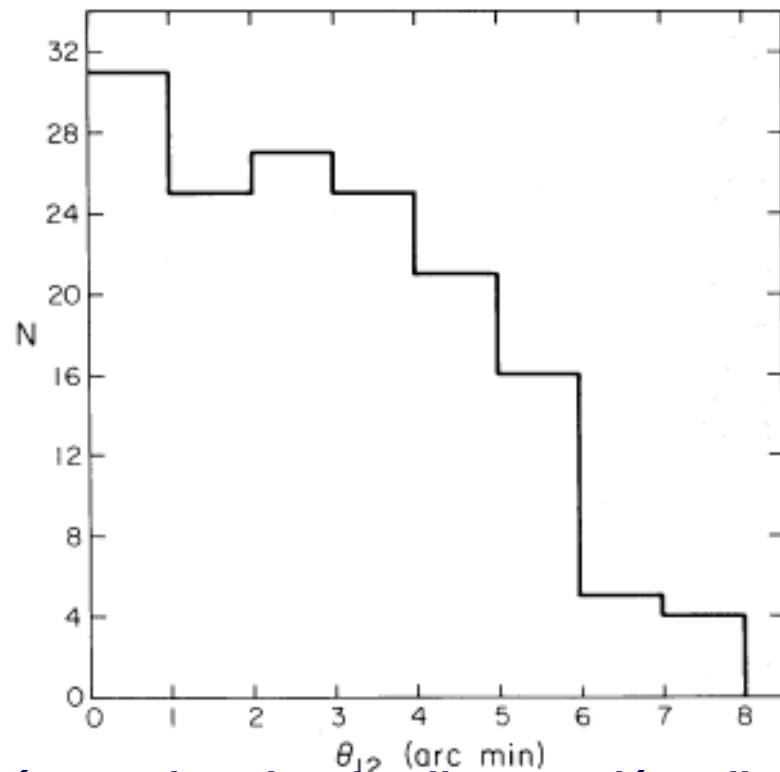
$$V^2 = GM/r$$

indicando como as separações e velocidades devem se relacionar devido à gravitação.

Na prática a hipótese de movimento circular é por demais simplista e além disto precisamos considerar os efeitos de projeção ao longo da linha de visada, tanto das velocidades relativas como das separações. Considerando-se que a distribuição das velocidades seja isotrópica e que as separações obedeçam a uma lei de potência ($N(r) = k r^{-\gamma}$), conforme indica a função de correlação de dois pontos, é possível mostrar (veja Binney & Tremaine, 1985) que no caso de órbitas isotrópicas devemos ter em média

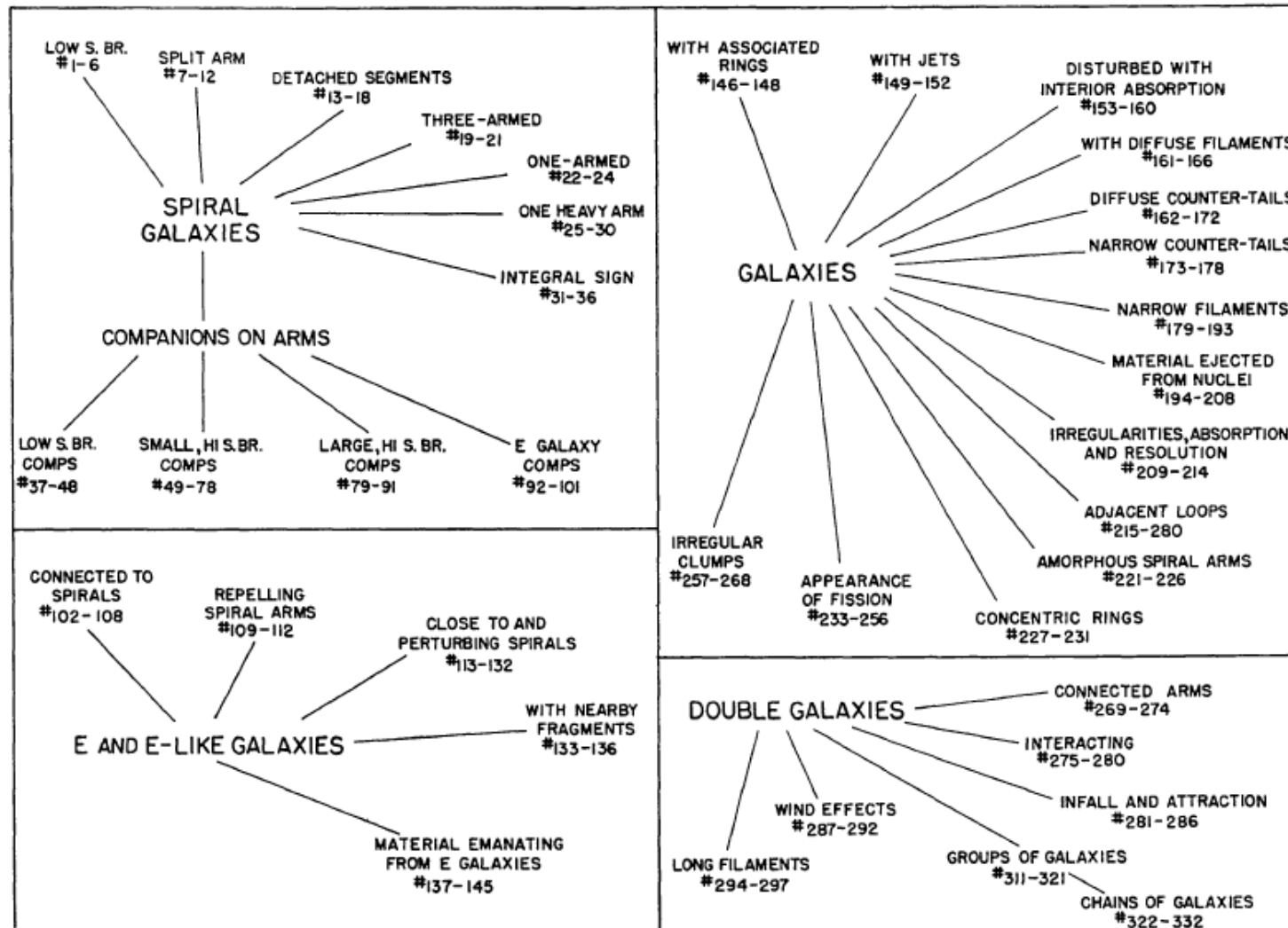
$$\langle V_r^2 \rangle = GM/(\gamma+1)r$$

Adotando-se a hipótese de isotropia orbital a aplicação desta técnica na amostra de Turner indica que $\langle M/L \rangle \sim 19 \pm 5 M_{\odot}/L_{\odot}$ no caso $\gamma = 1,8$. Considerando-se que a população estelar tenha $\langle M/L \rangle_* \sim 3-5 M_{\odot}/L_{\odot}$ inferimos que as galáxias devem ter $M_{\text{tot}}/M_* \sim 4-6$, onde M_* representa a massa apenas da componente estelar.

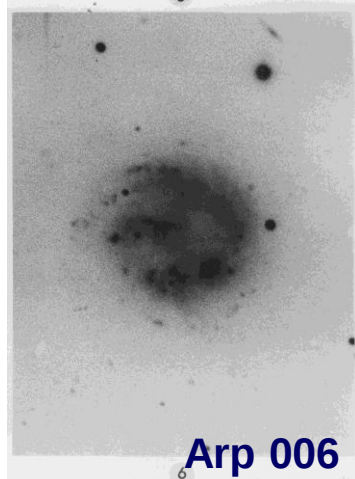


7.2 Galáxias em Interação

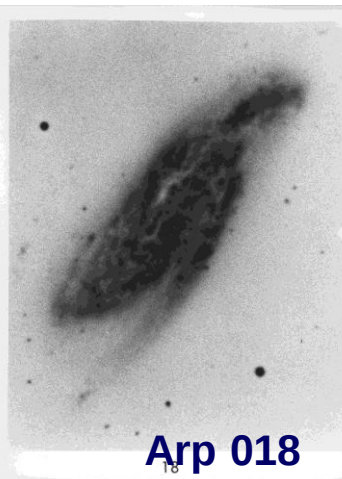
Uma fração das galáxias binárias é constituída por sistemas em interação alguns dos quais se encontram no meio de um processo de fusão. Nos anos de 1960 Halton Arp



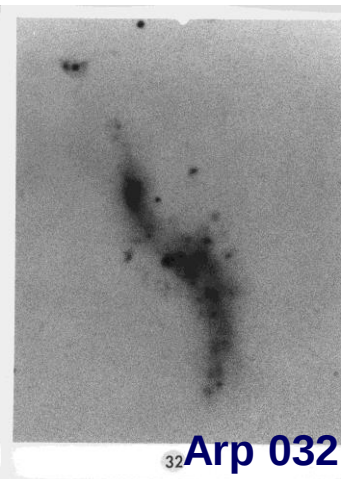
elaborou o catálogo de galáxias peculiares (1966, ApJS, 14,1) listando 338 objetos alguns conhecidos e outros identificados por ele a partir do Palomar Sky Survey. A íntegra deste catálogo pode ser consultada em <http://ned.ipac.caltech.edu/level5/Arp/frames.html> .



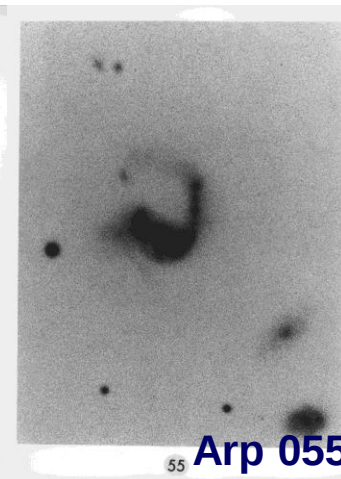
Arp 006



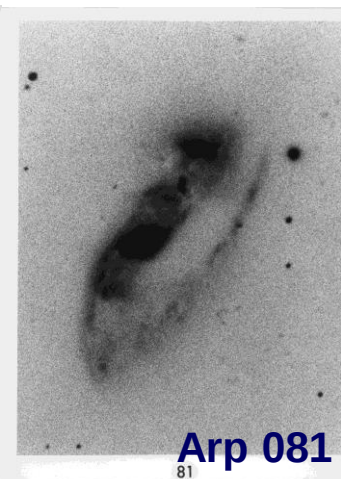
Arp 018



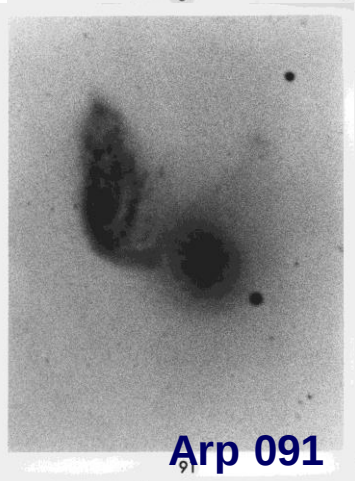
Arp 032



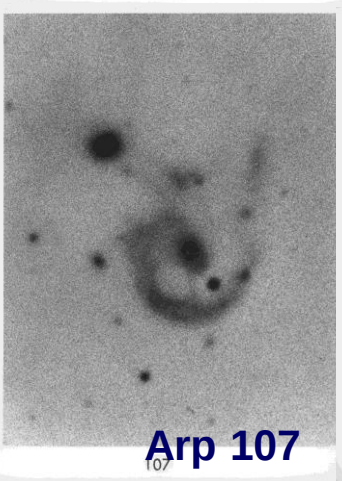
Arp 055



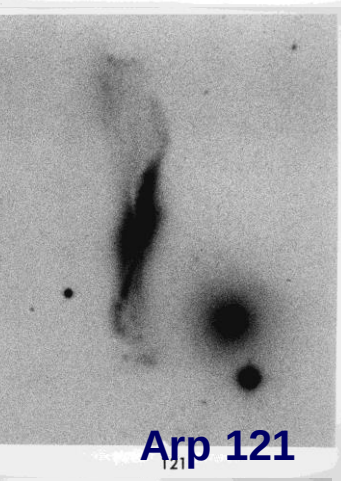
Arp 081



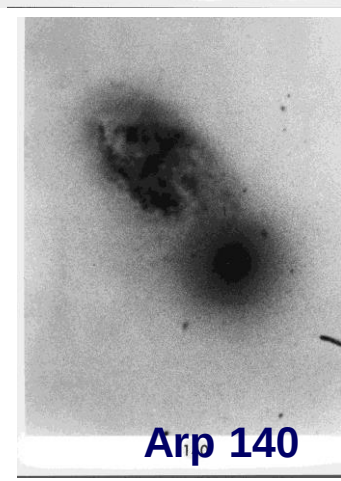
Arp 091



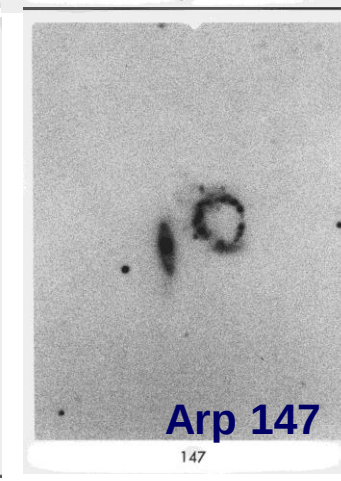
Arp 107



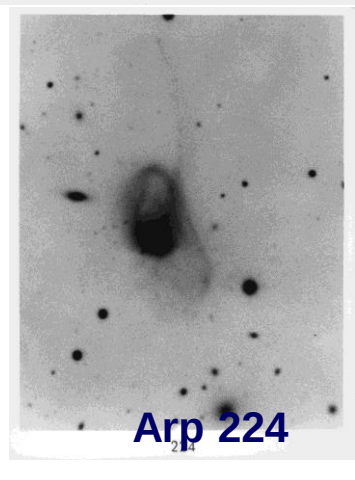
Arp 121



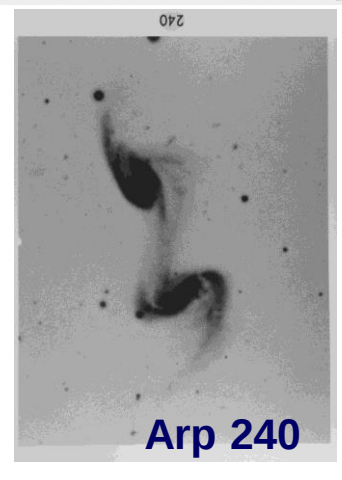
Arp 140



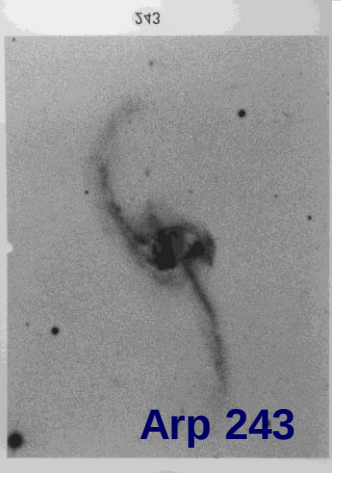
Arp 147



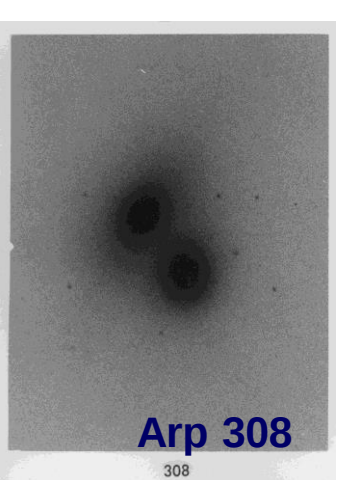
Arp 224



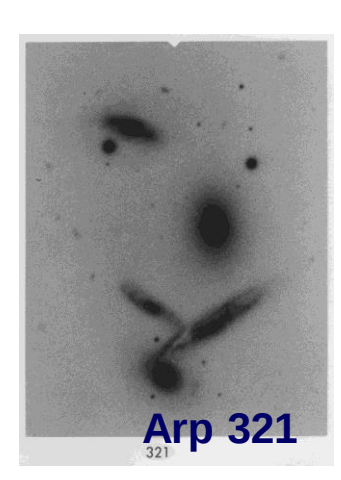
Arp 240



Arp 243



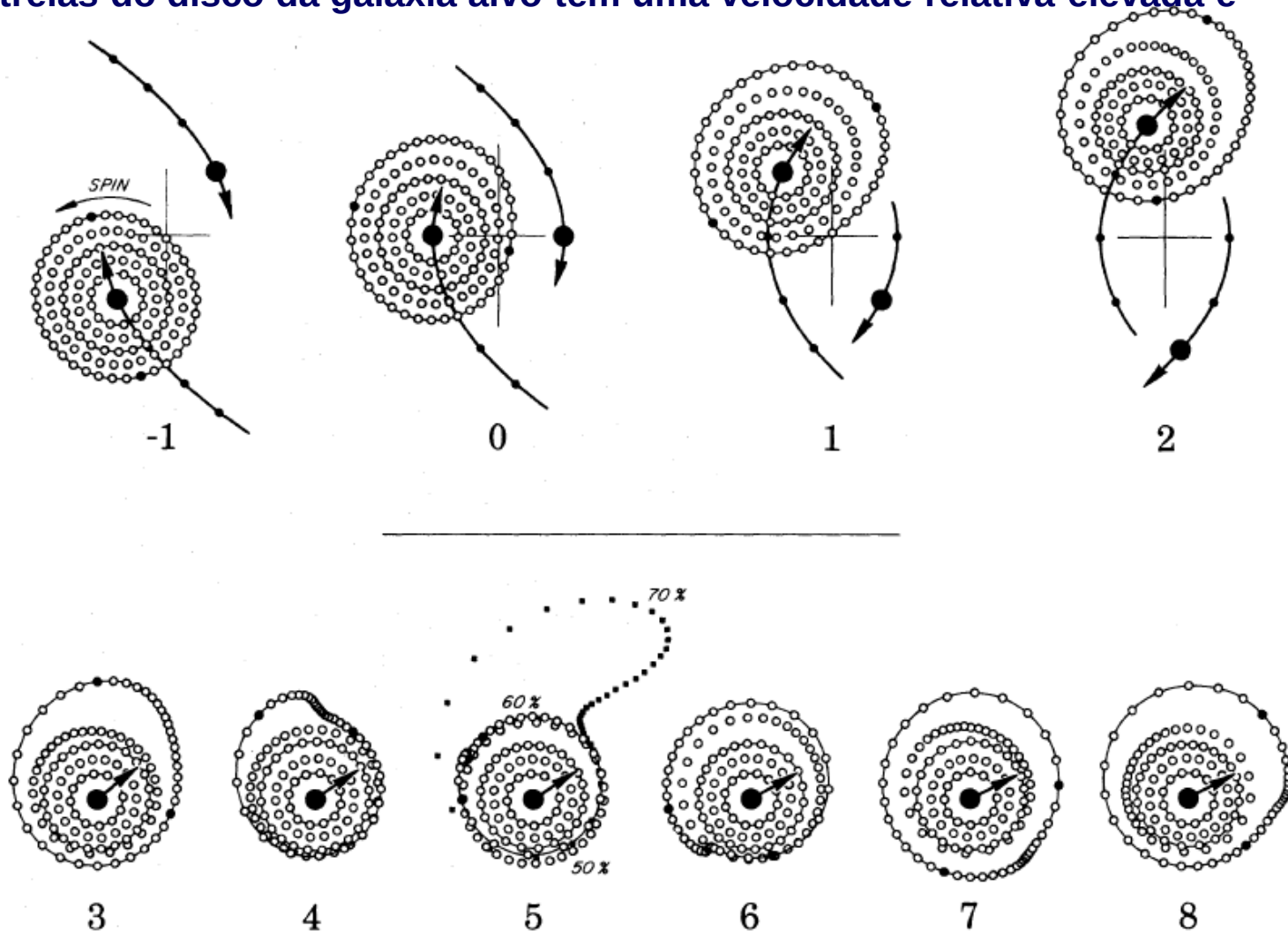
Arp 308



Arp 321

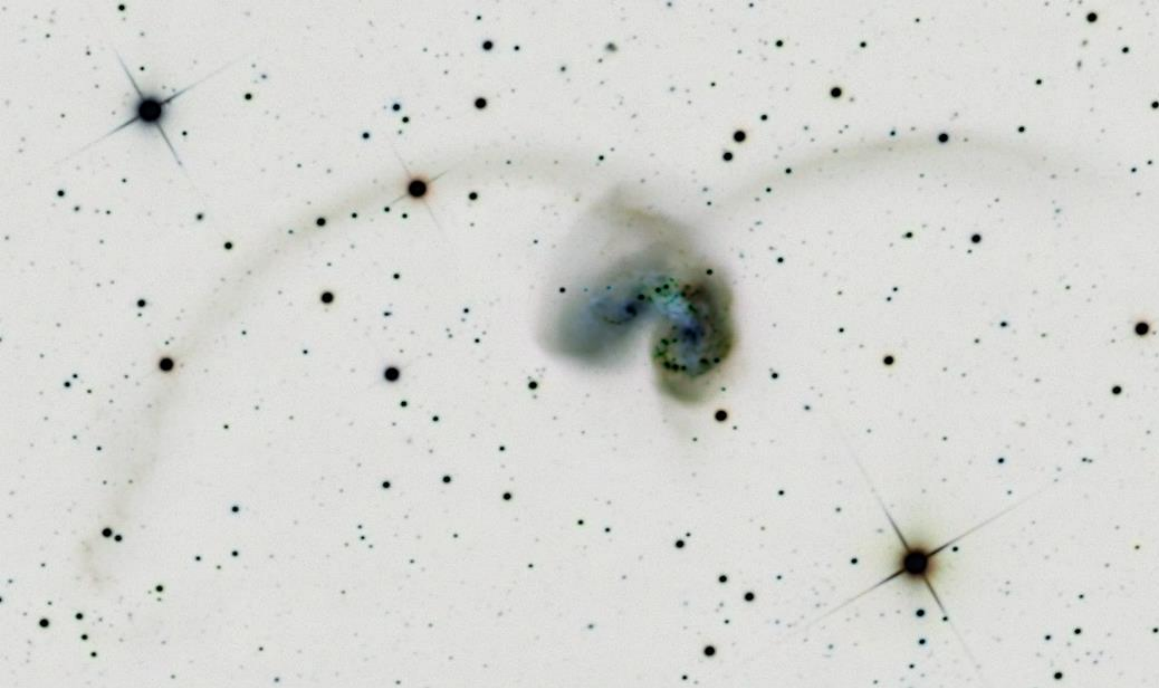
Os irmãos Alar e Juri Toomre ([1972, ApJ, 178,623](#)) mostraram que uma fração importante dos objetos catalogados por Arp poderiam ser descritos como o resultado da interação gravitacional de dois sistemas do tipo disco experimentando uma passagem parabólica em duas situações típicas. Na primeira temos um encontro retrógrado em que o spin da galáxia alvo e o momentum angular orbital têm direções opostas. Neste caso o perturbador e as estrelas do disco da galáxia alvo têm uma velocidade relativa elevada e

o efeito de distorção devido à interação é relativamente modesto. Cada estrela da galáxia alvo sofre um breve impulso, se desloca da sua órbita normal e depois se reacomoda novamente no potencial gravitacional com novos valores de energia e momentum angular.

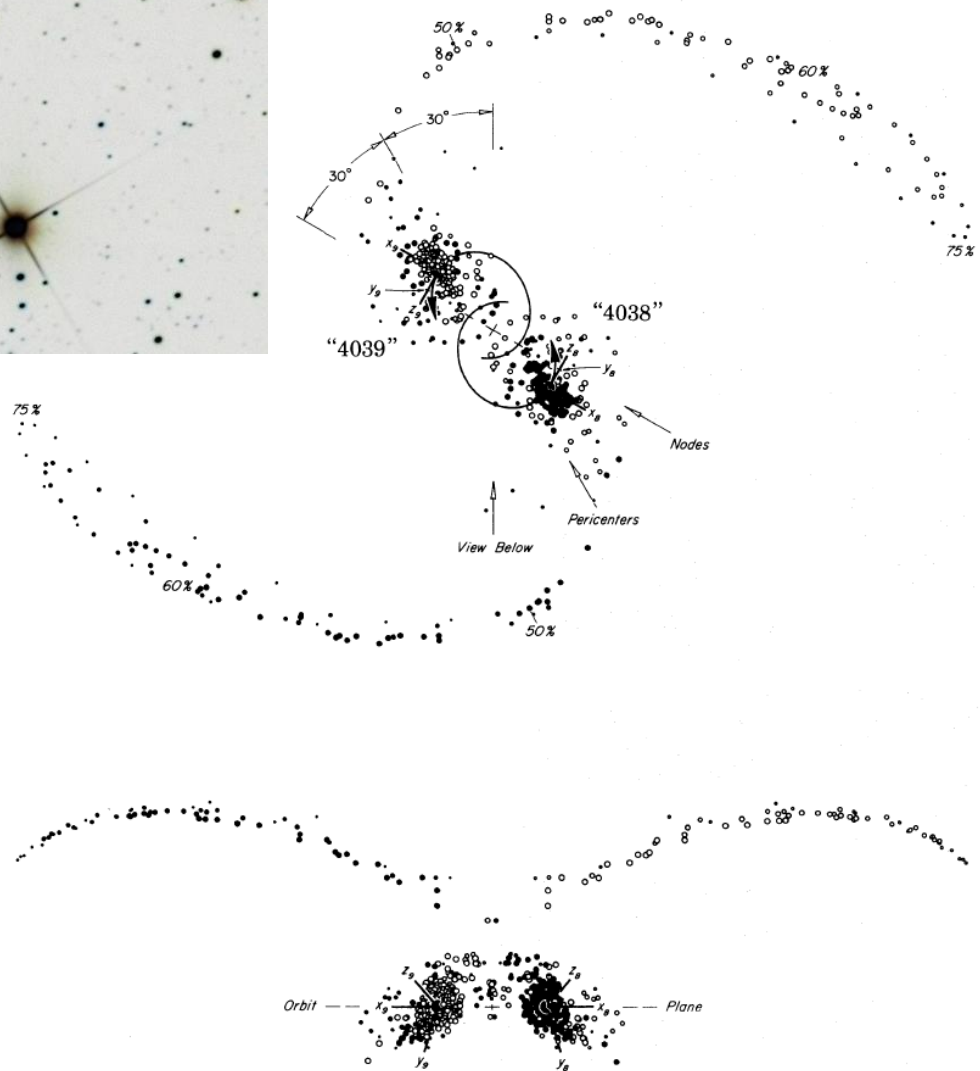


Ao contrário, em um encontro direto o perturbador e as estrelas da galáxia alvo interagem com uma velocidade relativa menor, aumentando o tempo de interação, e o efeito final pode ser devastador para a estrutura do disco. Neste caso o impulso sofrido por uma determinada estrela é bem maior e o objeto pode perder a condição de permanecer próximo à região de estabilidade original. O resultado final é o surgimento de caudas alongadas e estreitas que alguns observadores haviam identificado como jatos de estrelas sendo emitidos das galáxias. Devido à simetria do campo de maré observa-se também o fenômeno das contra caudas na direção oposta à posição da galáxia intrusa.





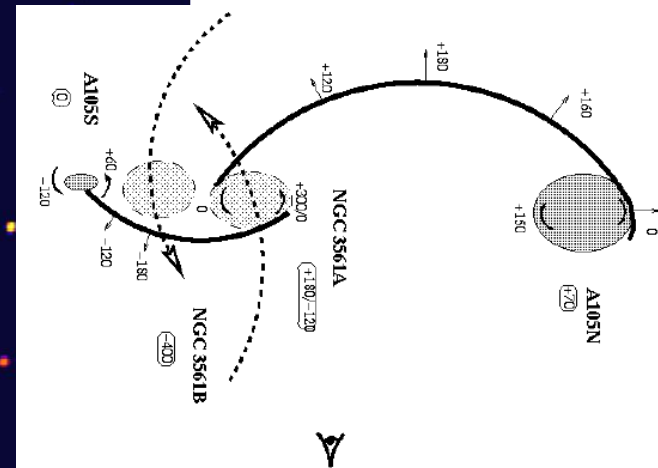
Um exemplo de aplicação destes conceitos é o modelo de Toomre&Toomre para Arp 244=NGC 4038/9 conhecida como a galáxia Antennae em que as caudas geradas pela interação são observadas ao longo praticamente ao longo do plano orbital são observadas em um ângulo adequado.



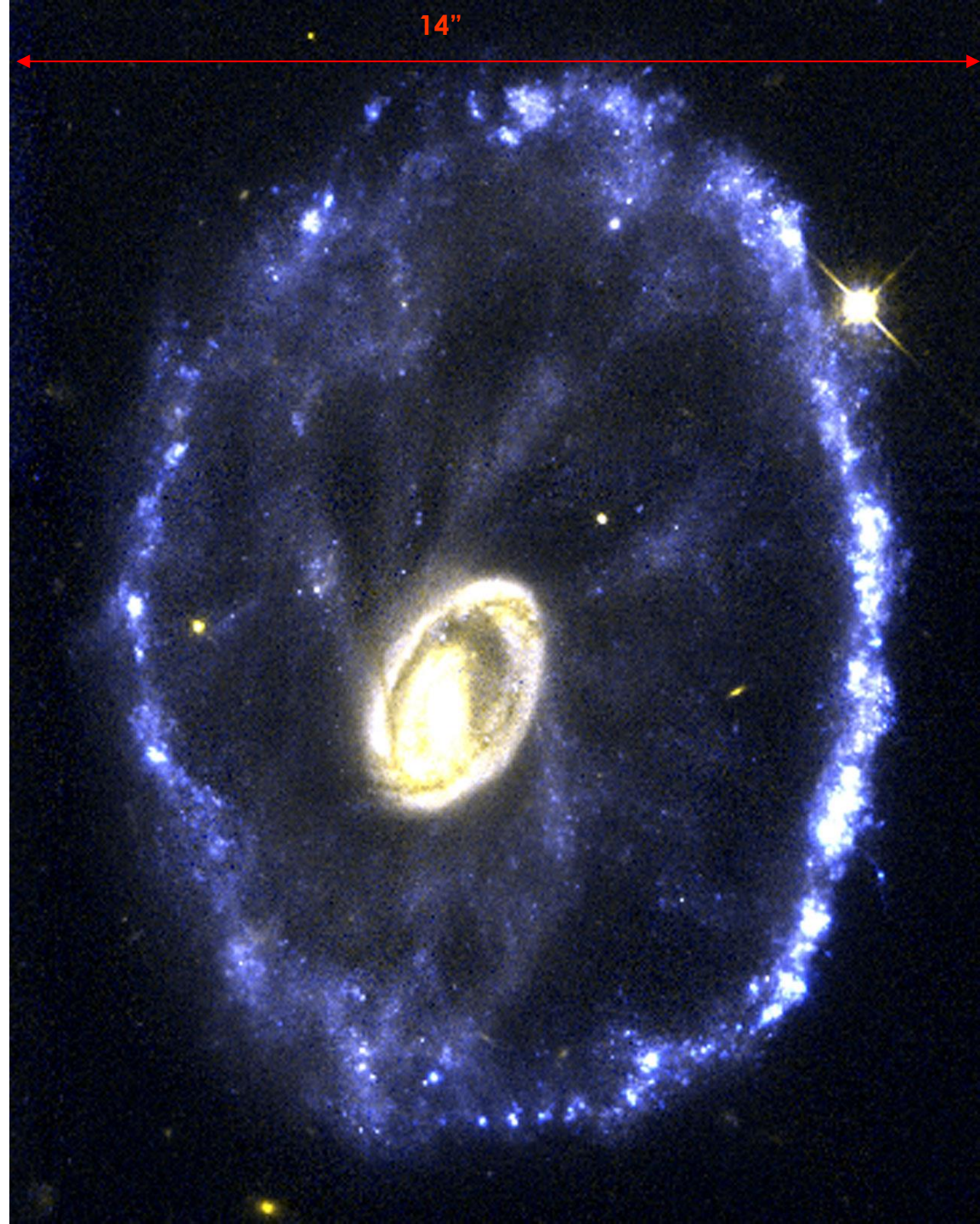
Arp 105

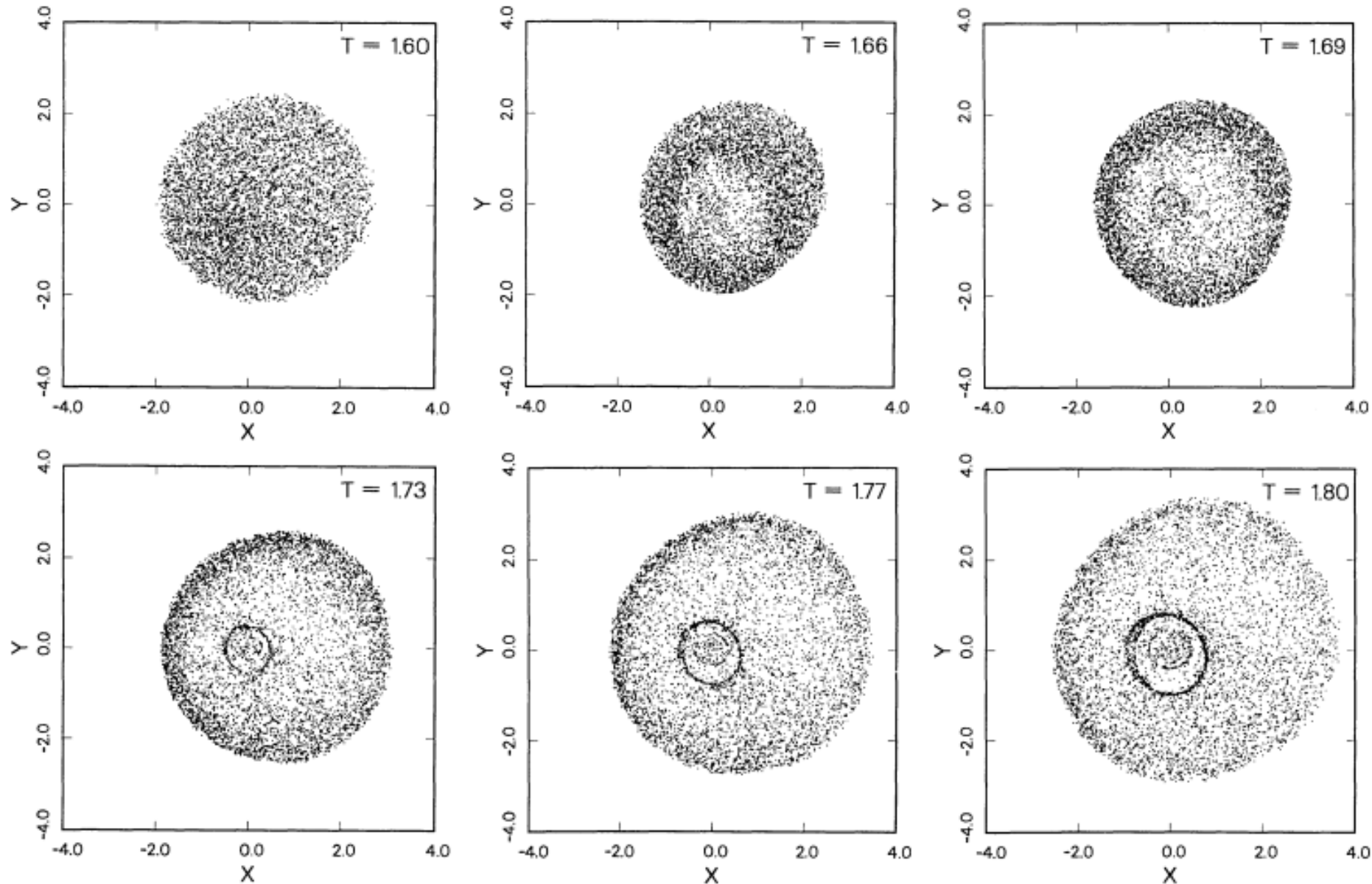
Este é um objeto catalogado por Arp na categoria “Elliptical connected to spirals.”

Luc et al 1997 ([AA, 326, 537](#)) propuseram uma possível geometria deste encontro



A galáxia Cartwheel é um exemplo em que muito provavelmente deve ter ocorrido uma colisão frontal na direção ortogonal ao plano do disco e passando pelo seu centro. Após a passagem da massa perturbadora ocorreu uma onda de gravidade que distorceu o disco do objeto principal que observamos.





Observe o desenvolvimento da estrutura de um anel em expansão após a colisão frontal com um perturbador passando pelo centro de uma galáxia com disco (Stuck-Marcel & Higdon, [1993, ApJ, 411, 108](#)).

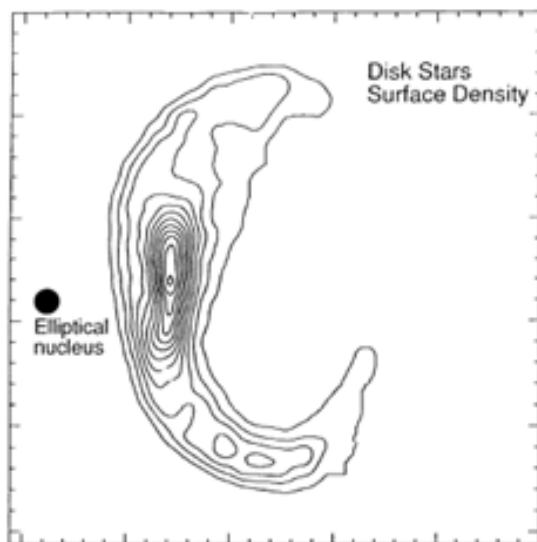


FIG. 1a

Comparação observacional de Romano et al 2008 ([AJ](#), [136](#), [259](#)) com modelos de encontros de Gerber et al 1992([ApJ](#), [399](#), [51](#)) para galáxias de tipo aneladas.

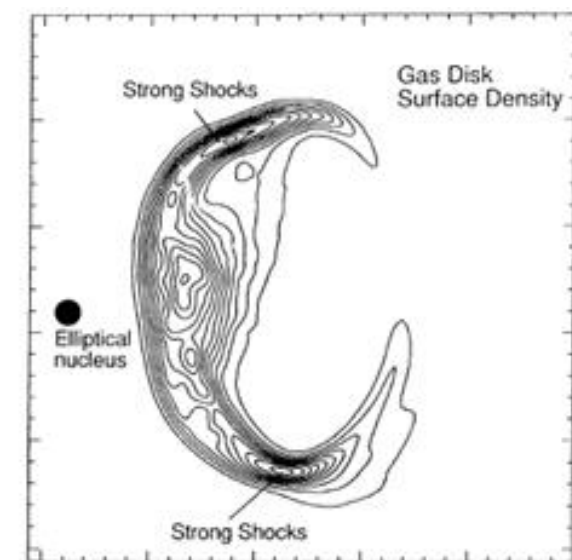
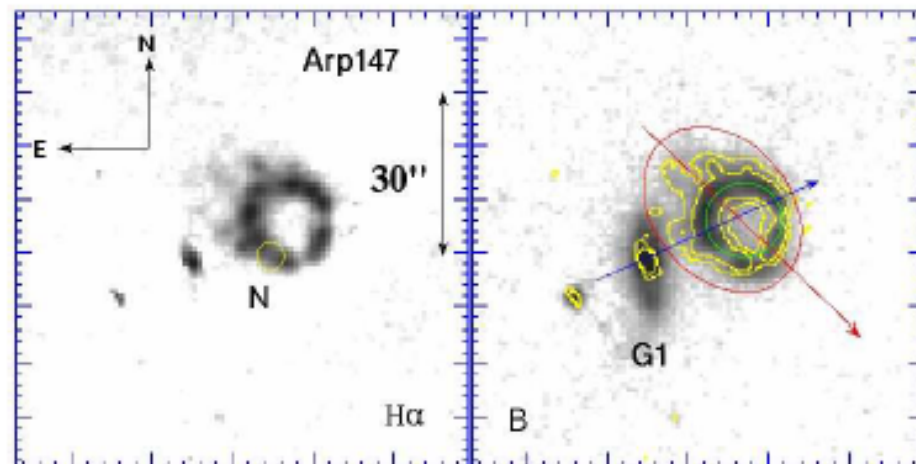
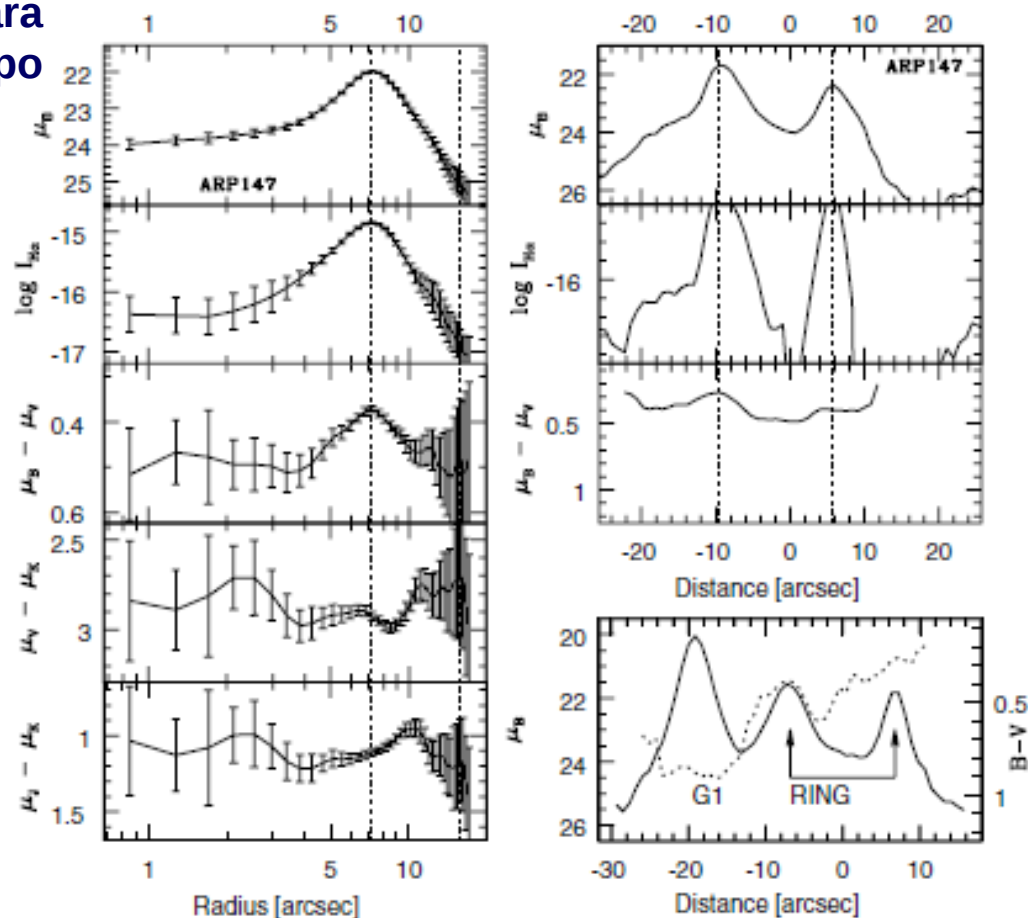
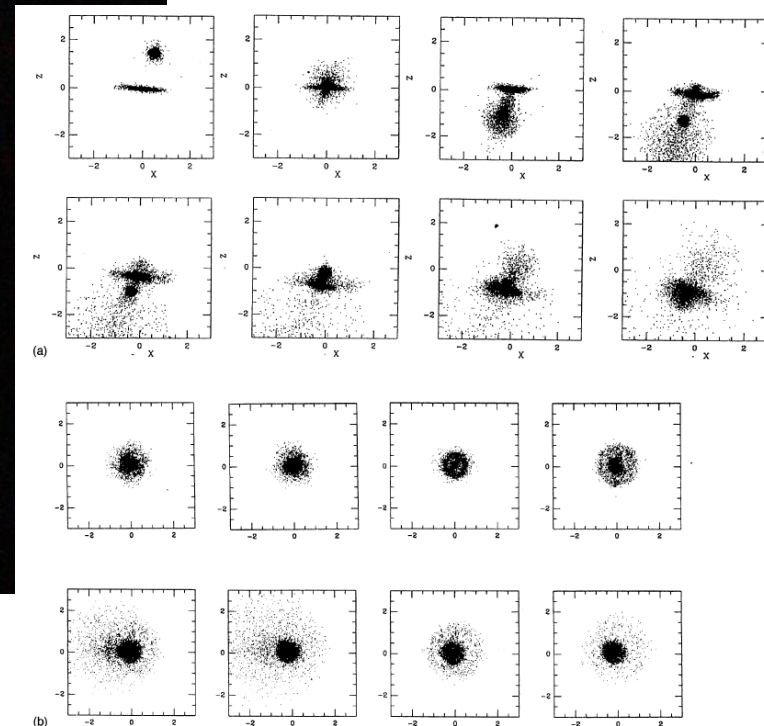
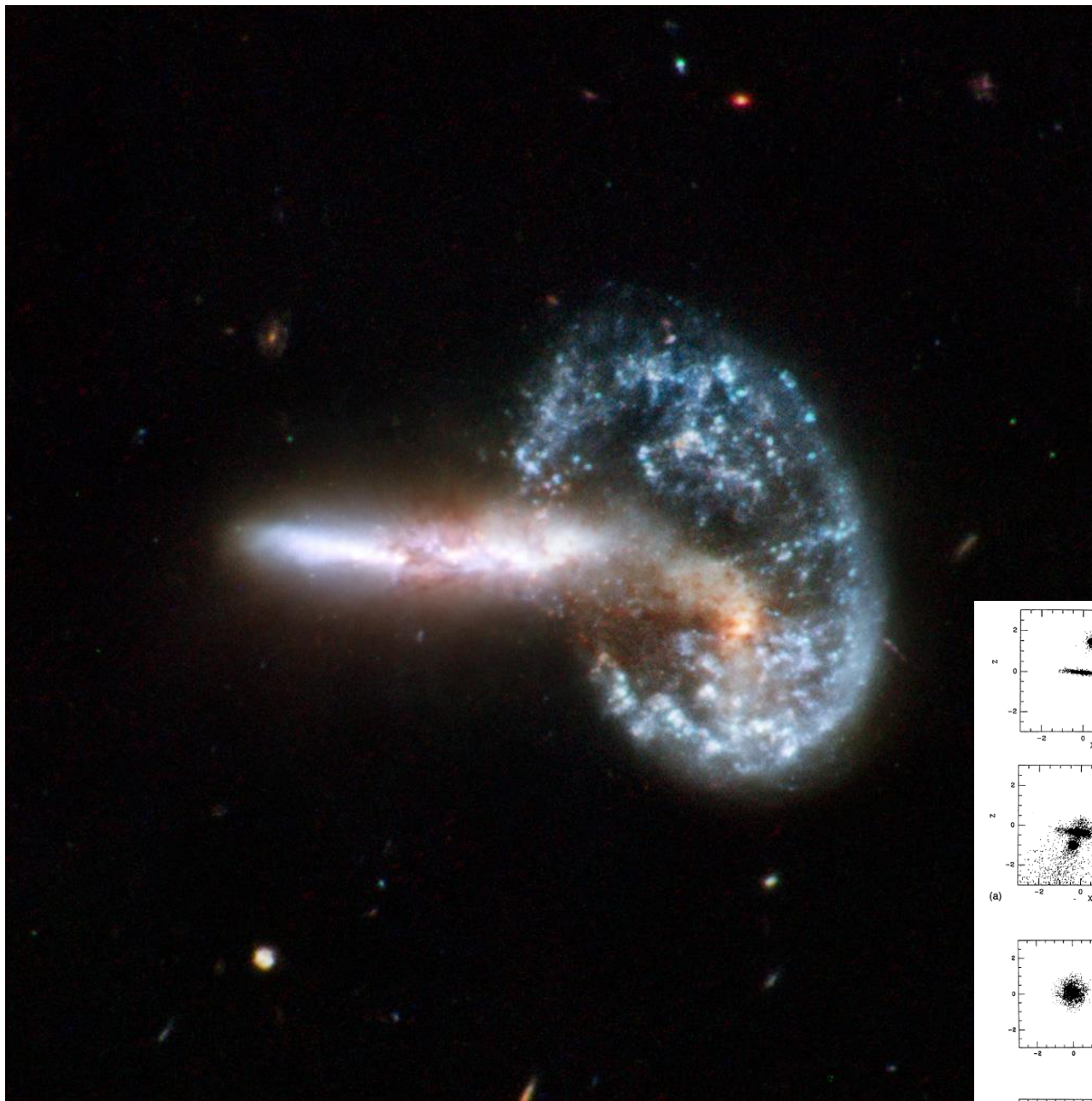


FIG. 1b



Mazzei et al 1995 ([AJ, 110, 559](#)) analisam como sendo um encontro frontal com uma galáxia intrusa formando um sistema com anel. O encontro afeta fortemente a evolução fotométrica da galáxia e pode ser usado como uma ferramenta para estes estudos.



Arp 148 Classificada por Arp como:
“Galaxy with associated rings.”

Uma fração das galáxias binárias é constituída por sistemas em interação alguns dos quais se encontram no meio de um processo de fusão. A galáxia M51 é um exemplo onde provavelmente a forma espiral da componente principal é excitada pela presença da galáxia menor.



Sabendo que a distância de M51 é igual a 7.8 Mpc estime a separação entre as duas galáxias.

Este sistema foi analisado por Salo & Laurikainen (2000, [MNRAS](#), 319, 377) mostrando que é possível obter uma boa concordância supondo que a massa da componente menor é igual a 0,55 da componente maior. A passagem da componente menor pelo plano do disco, responsável pela onda espiral observada, deve ter ocorrido a cerca de (400-500) $\times 10^6$ anos atrás.

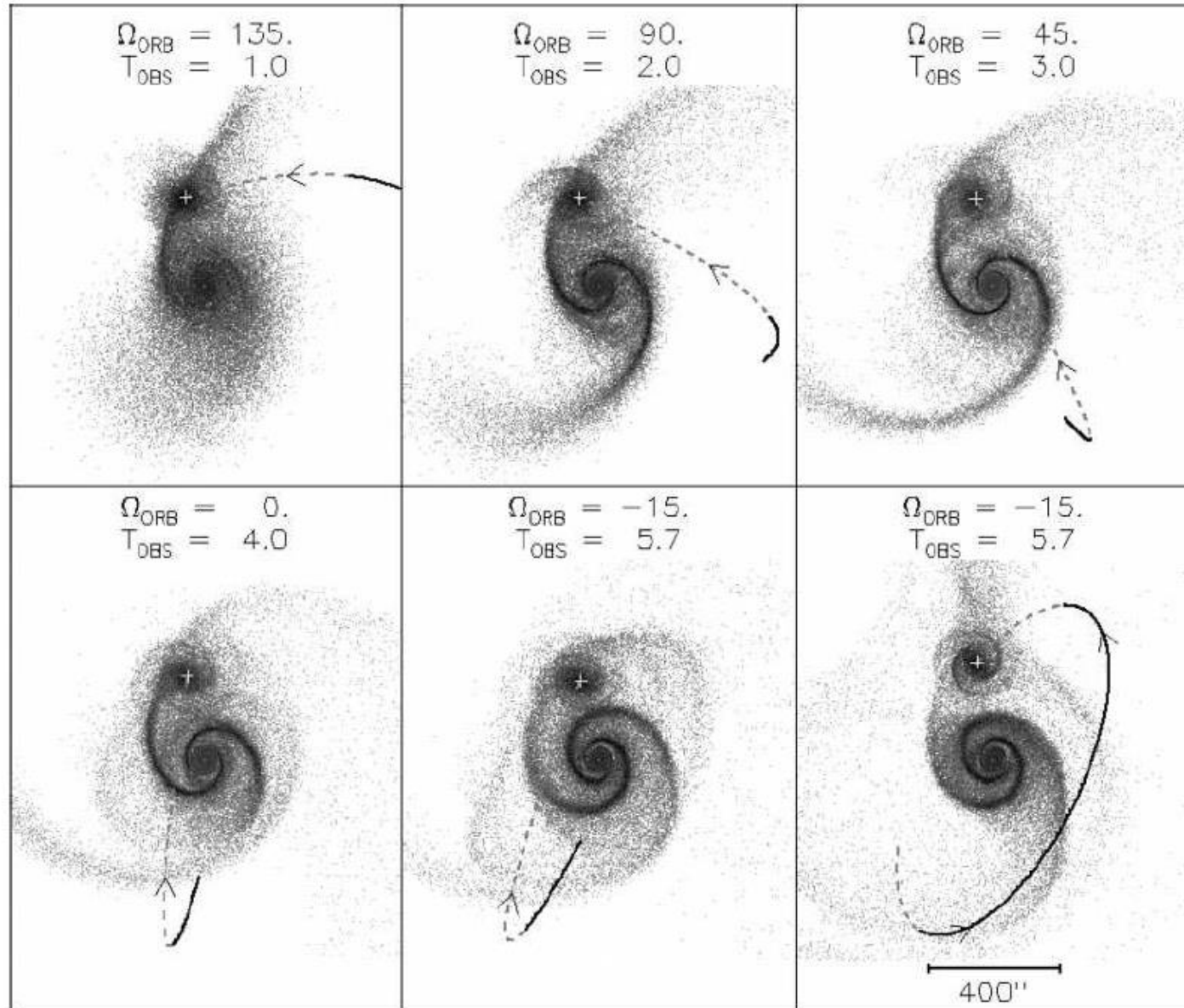


Figure 1. Sequence of M51 experiments, with an increasing duration since the principal perturbation (companion crossing of the primary disc plane). In each case the perturber to primary mass ratio, $M_p = 0.55$ and the disc-plane crossing occurred at $R_{\text{cross}} = 1.4$. The projection of the simulation gas particles to the observing direction is displayed ($PA = 170^\circ$, $i = 20^\circ$), together with the relative companion orbit: dashed lines correspond to the portion behind the primary disc. Numbers in the frames indicate the azimuth of the disc crossing (equal to Ω_{orb}), counted ccw along the disc plane from the intersection with the sky-plane at $PA = 170^\circ$, and the time T_{obs} elapsed since the disc plane crossing at $T = 0$. For the last frame, the orbit crosses the plane of the primary twice, and the azimuth of the first crossing is given. All simulations started at $T_{\text{start}} = -1.0$. Except for the last frame, the orbits have high eccentricity ($\epsilon = 0.67\text{--}0.83$) while the inclination $i_{\text{orb}} \approx -75^\circ$; for the last case $\epsilon = 0.2$ and $i_{\text{orb}} = 85^\circ$. For the single-passage orbits, the pericentre is close to disc crossing; in the multiple-passage model the apocentre is between the two disc crossings.



Em NGC 3808 (Arp 78) podemos perceber que uma parte das estrelas, gás e poeira do braço espiral da galáxia maior (NGC 3808) está sendo capturada pela componente menor formando uma estrutura distorcida ao seu redor.

Sabendo que a dimensão da imagem acima é igual a $113''$ e que a distância é cerca de 105 Mpc estime a separação entre os dois objetos. A diferença de velocidades entre as duas componentes é igual a 74 km/s. Estime a ordem de grandeza do período orbital deste par.

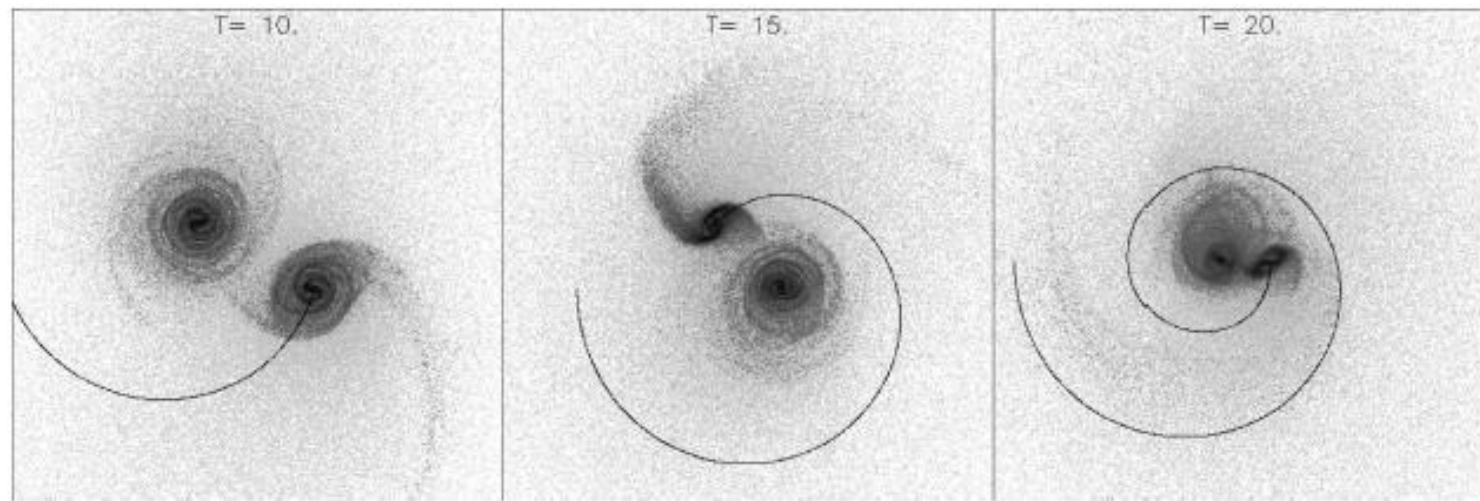
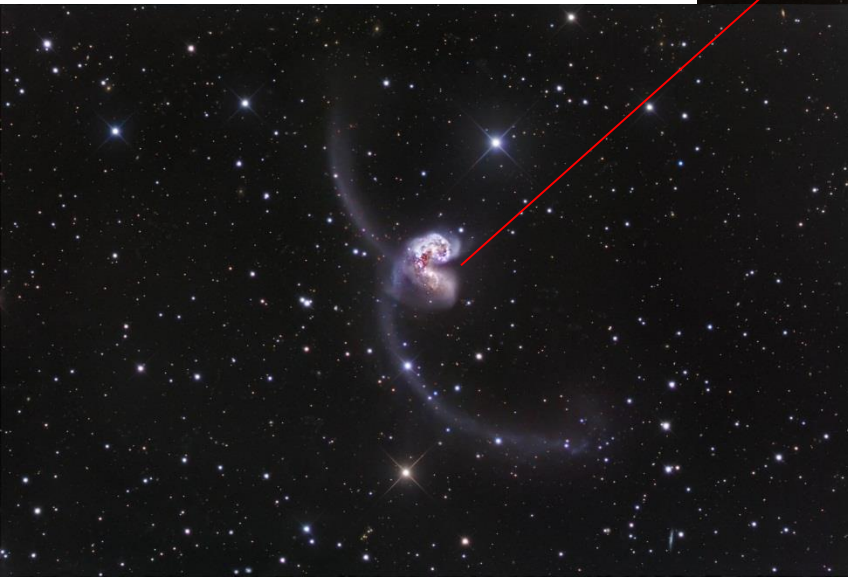


Figure 10. Snapshots from a planar encounter between galaxies with mass ratio 1:1. The direction of the spin of the galaxies is opposite: the orbit of the galaxy experiencing a direct encounter is shown with respect to the galaxy experiencing a retrograde encounter. Notice that at $T = 15$ – 20 , the galaxy that feels a direct encounter looks much like the small companions in M51-type pairs.

Este sistema, considerado como semelhante ao caso de M51, foi analisado por Salo & Laurikainen ([2001, MNRAS, 324, 685](#)). Os autores argumentam que entre $T=15$ - 20 as simulações representam aproximadamente a forma da componente secundária é bem descrita.

A galáxia Antennae é um exemplo de objeto em interação que provavelmente resultará em uma fusão.

Explique, usando o efeito de maré, como um encontro rasante pode resultar na formação das duas antenas.



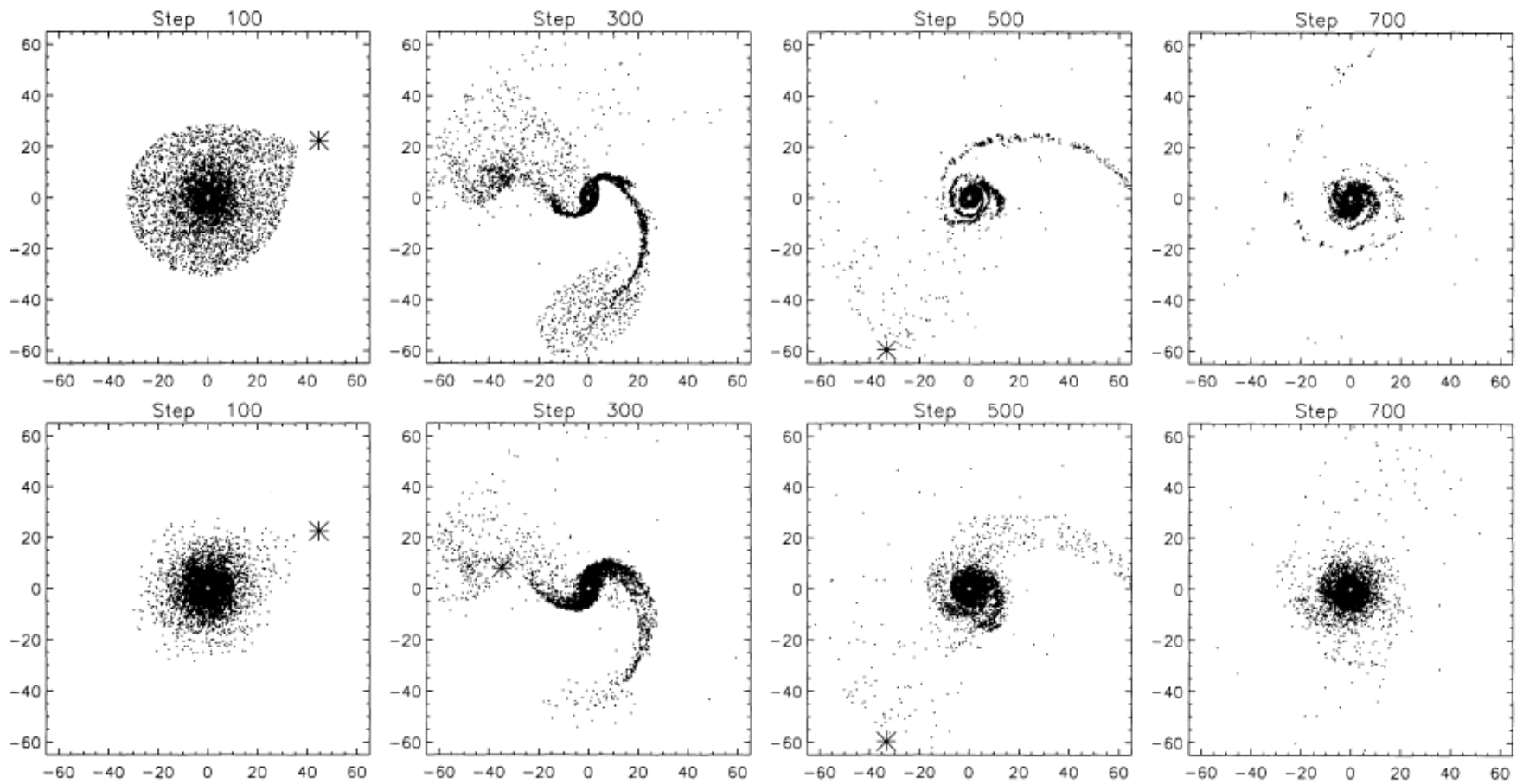


FIG. 2.—A simulation with an equal mass companion (*asterisk*) showing the development of tidal bridges and tail, the condensation of gas into giant cloud complexes in the outer disk, and accretion into the inner disk. The top panels are for gas particles, and the bottom panels are for stars. Units are the length units (LU) of our computer model, where 1 LU corresponds to 670 kpc.

Um modelo descrevendo este sistema foi analisado por Elmegreen et al ([1993,ApJ, 412, 90](#)) que sugerem a presença de nuvens com $10^8 M_{\odot}$ e que são ejetadas como galáxias anãs resultante da interação gravitacional.

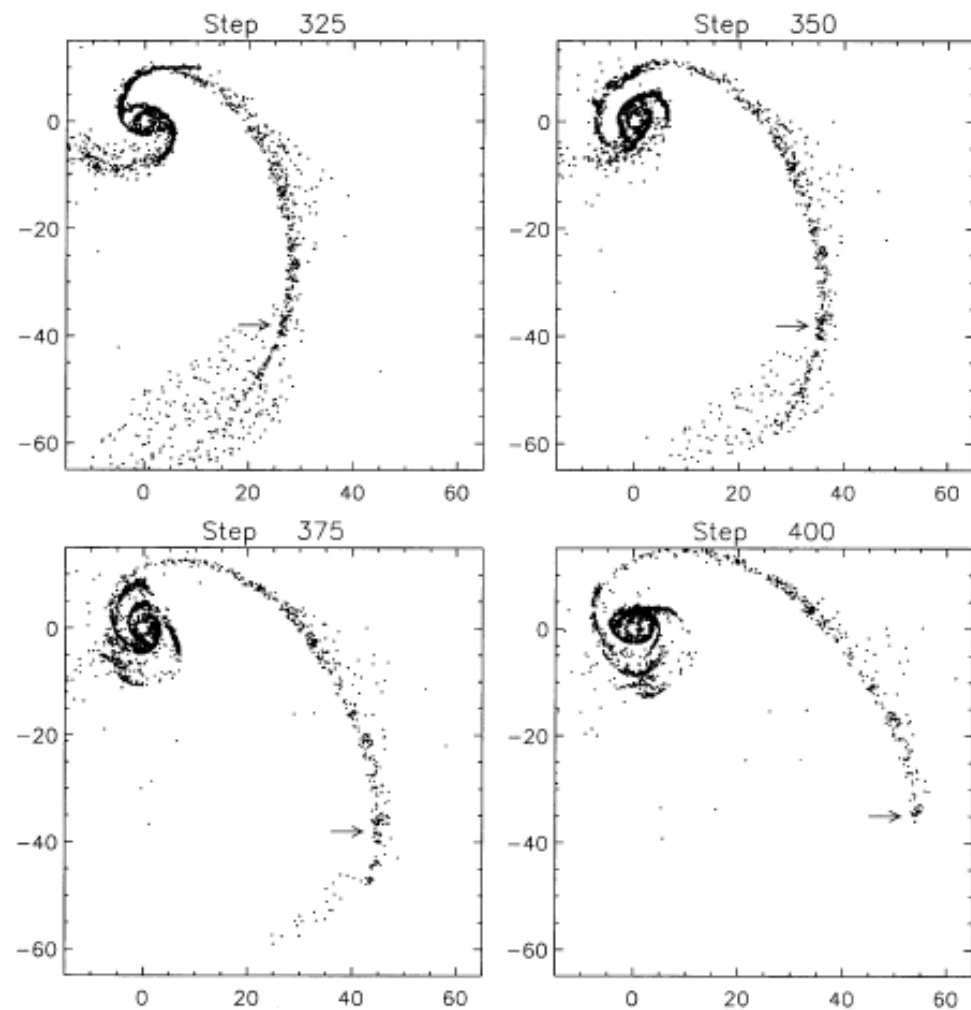


FIG. 3a

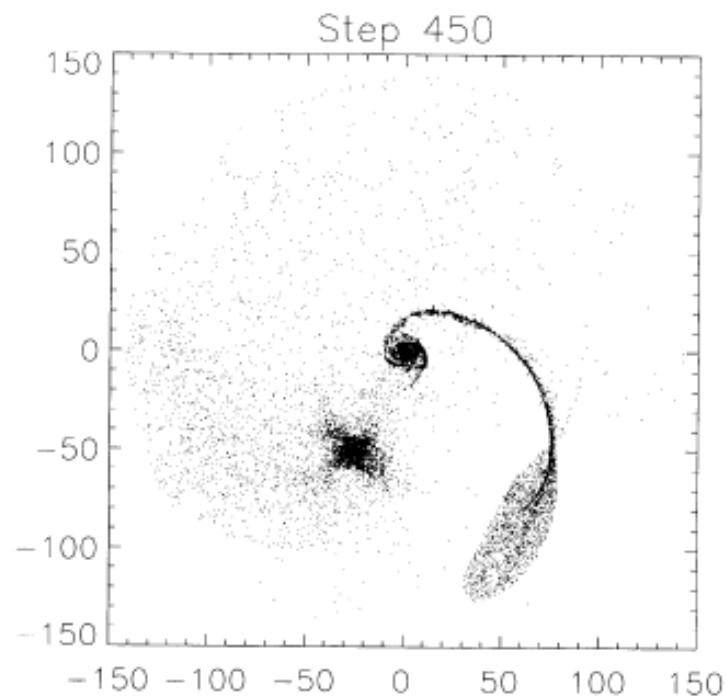
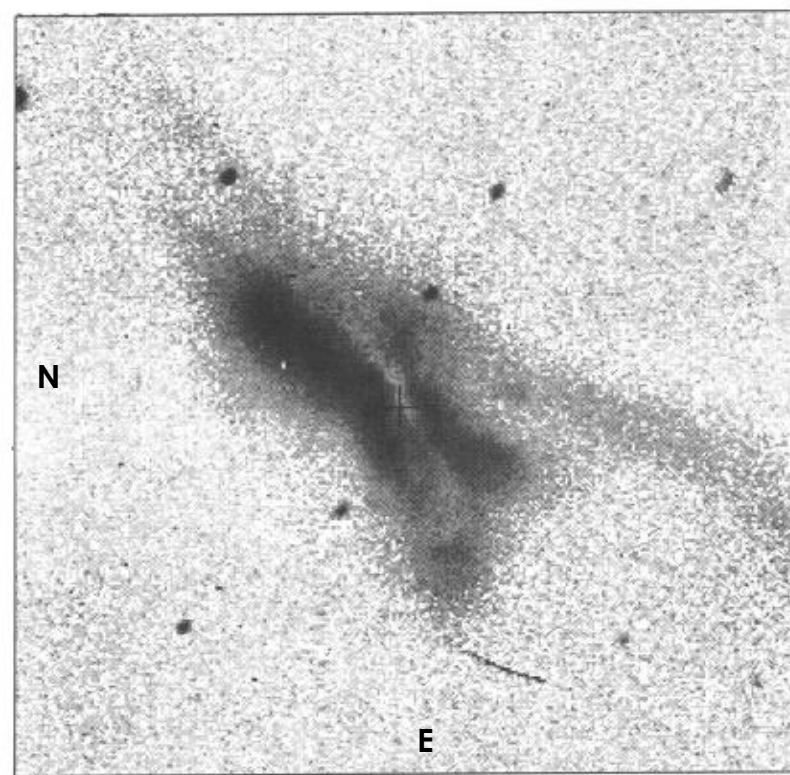


FIG. 3b

Nesta figura as setas indicam a posição de um complexo molecular composto de gás e estrelas que se liberta da atração gravitacional da galáxia central e passa a evoluir como uma galáxia anã independente.



Em NGC 520 acredita-se que estejamos vendo o resultado da colisão de duas galáxias espirais ocorrido a cerca de 300 milhões de anos atrás.



As simulações de Stanford & Balcells (1991, [ApJ](#), 370, 118) mostram como o objeto NGC520 pode ter resultado da colisão de duas galáxias com discos.

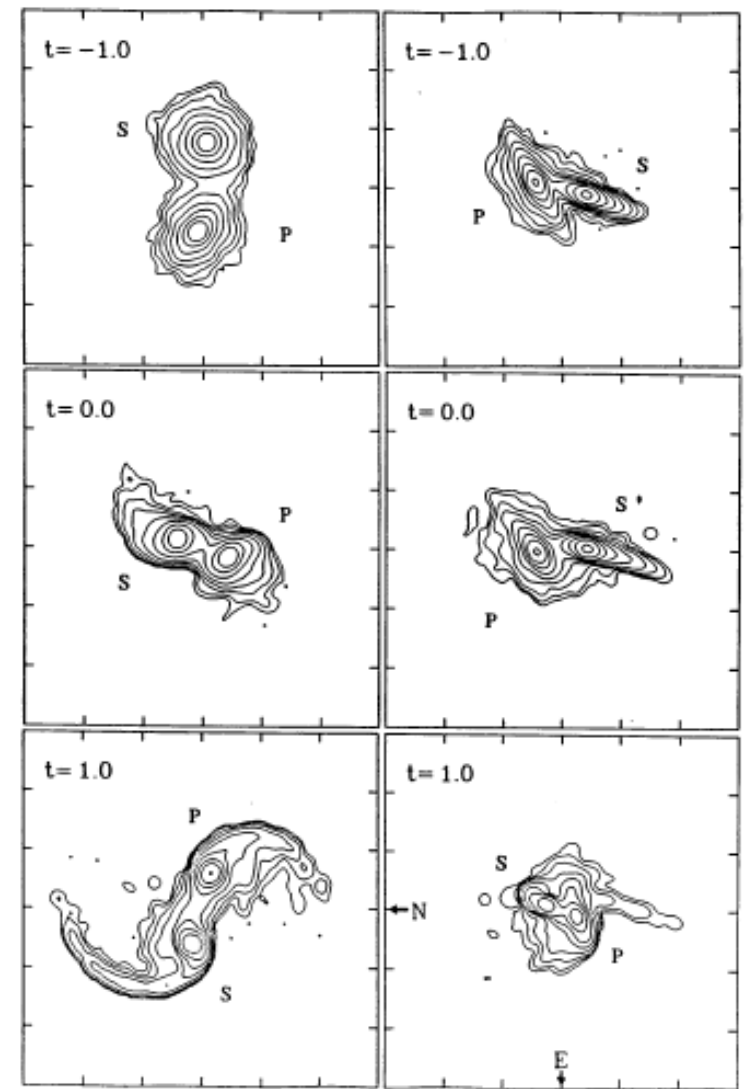
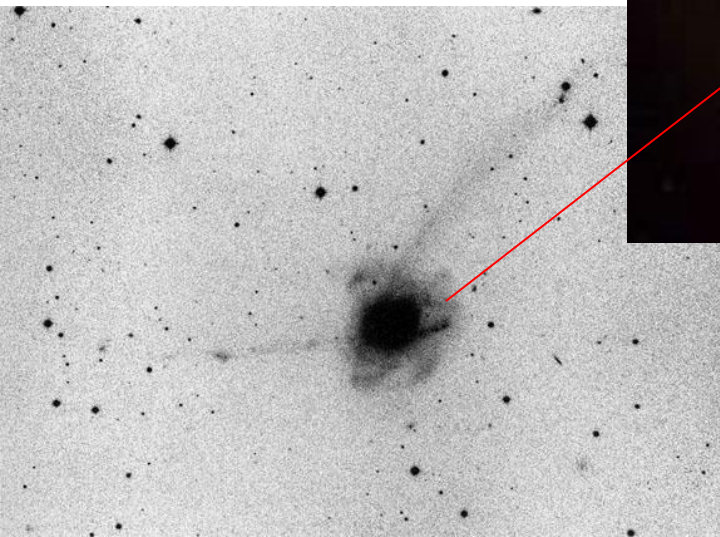
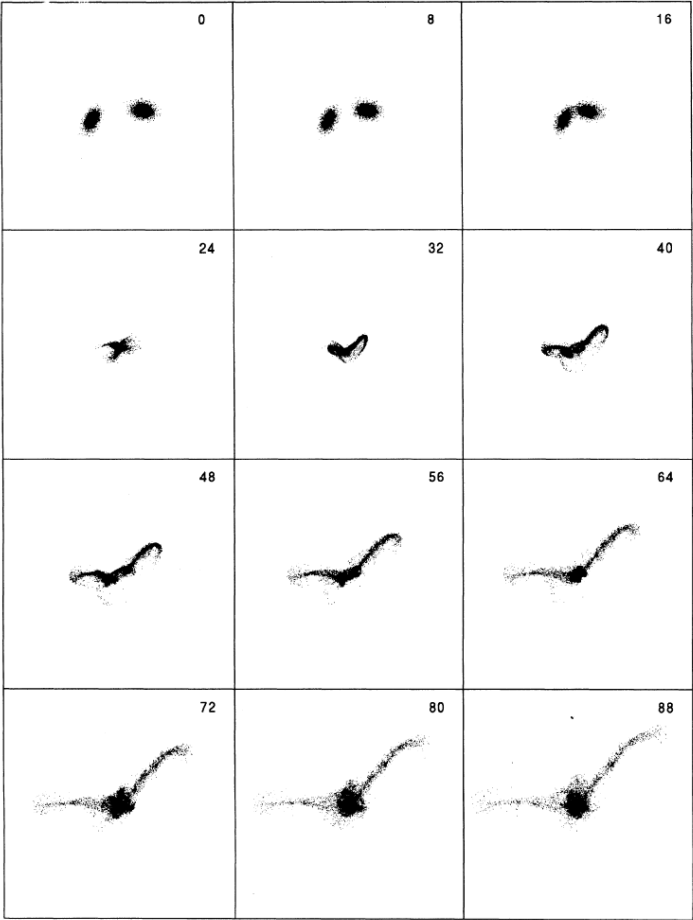


FIG. 7.—Surface density contour plots of the best-fit simulation (run 11) of a disk-disk collision from $t = -1$ to the time of the best fit at $t = 1$. The time interval between the panels is 1 unit, which corresponds to $\sim 8 \times 10^7$ yr. In the left column, the view is down along the $+z$ -axis toward the orbital plane with $+x$ -axis pointing to the right. In the right column, the view is the observer's angle of $\theta_o = 80^\circ$, $\phi_o = 50^\circ$. In every panel, the primary and secondary galaxies are marked by P and S, respectively. The last panel in the right column shows the best-fitting model as seen by the observer. In this panel, north and east have been marked to indicate the proper orientation for comparing the model with the image of NGC 520 in Fig. 2.

A galáxia NGC 7252 é um exemplo de objeto em interação em que o gás transferido durante o processo alimenta a formação de um disco com braços espirais.



A análise de Hibbard & Mihos (1995, ApJ, 110,140) mostra um excelente acordo entre a imagem observada e simulada.



Porque ocorre a formação das duas plumas a partir do frame 24?

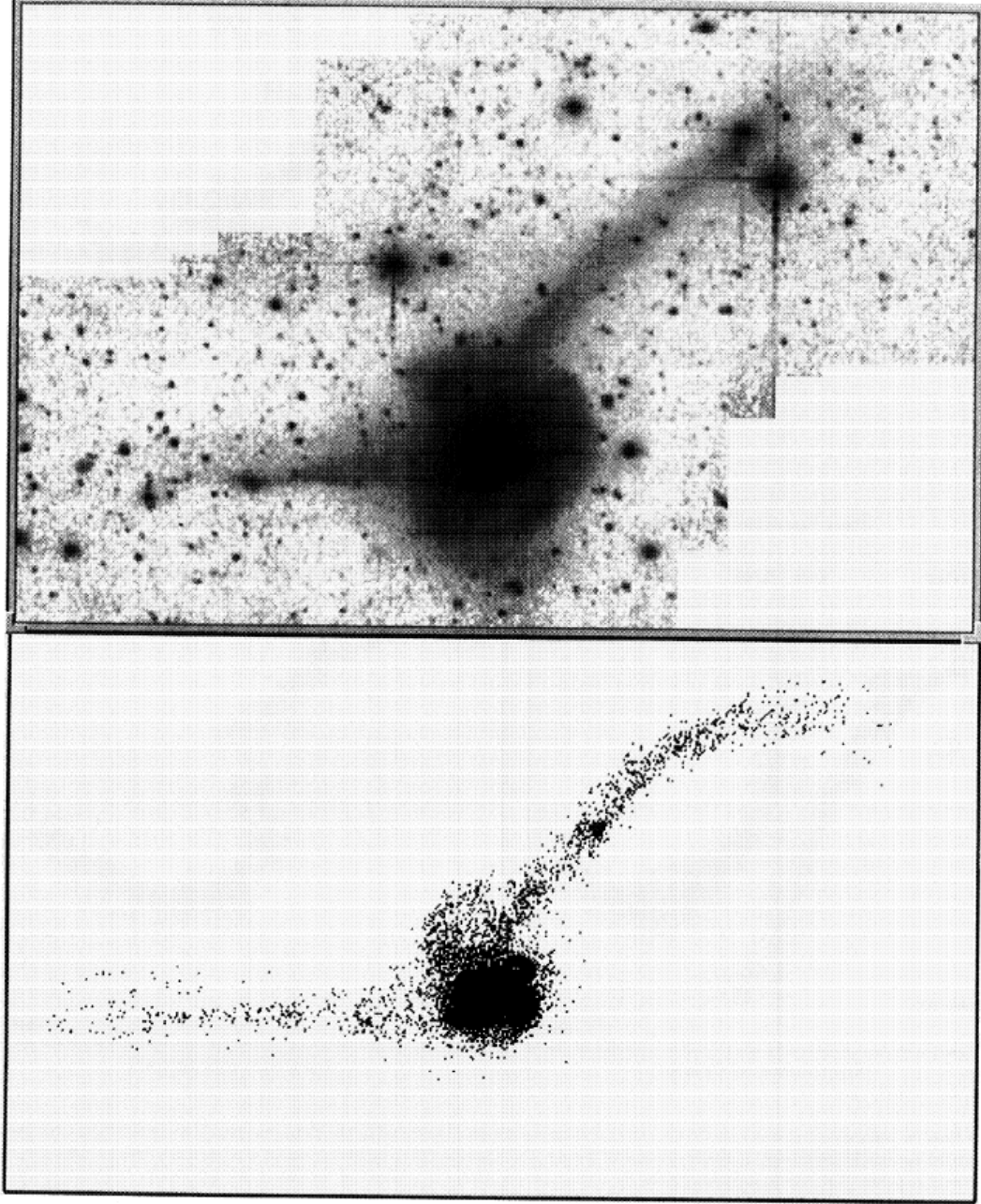
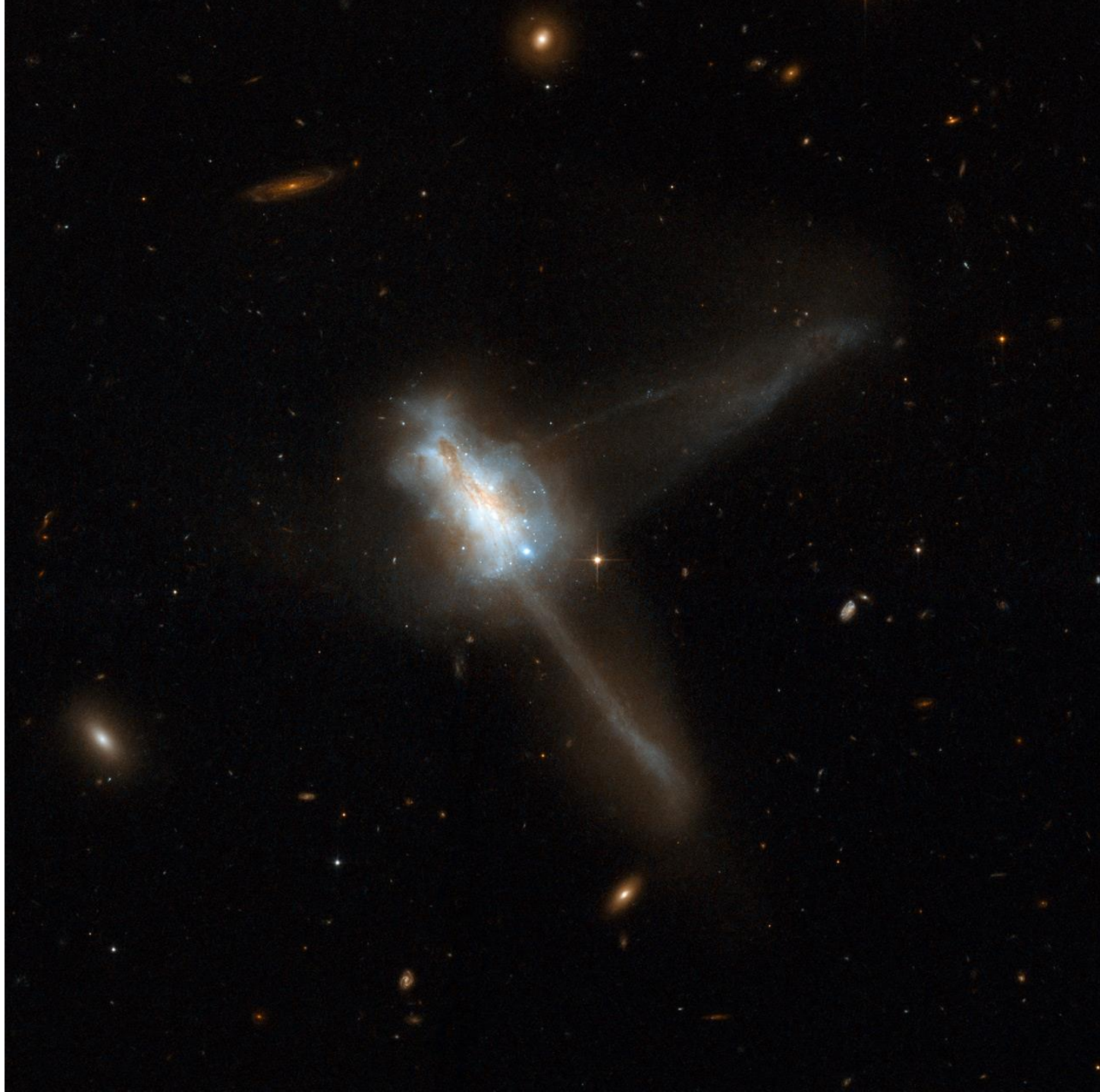


FIG. 3. (a) The CTIO 4 m *B*-band image of NGC 7252 from HGVGS. (b) The best-fit projection of the simulation data at $T=72$ or $580k^{-1}$ Myr since orbital periape. A clump that develops in the NW tail is clearly seen. Since this clump arises from statistical noise, its location in the tail is purely random.

Arp 193

“Narrow filaments.”

Exemplo de objeto
ainda sem
modelamento





Arp 230

**“Concentric
rings.”**

**Exemplo de
objeto ainda
sem
modelamento.**

**Como explicar
esta
morfologia?**

7.3 Aglomerados de Galáxias

As galáxias se associam em estruturas com um alto grau de hierarquização. Algumas como os grupos contêm poucas dezenas de objetos enquanto outras como o aglomerado de Coma (A1656) têm alguns milhares de objetos.

Mostre usando o fato de que $\Delta N = N^{1/2}$ que aglomerados como Coma não podem ter resultado de flutuações aleatórias em uma distribuição uniforme.

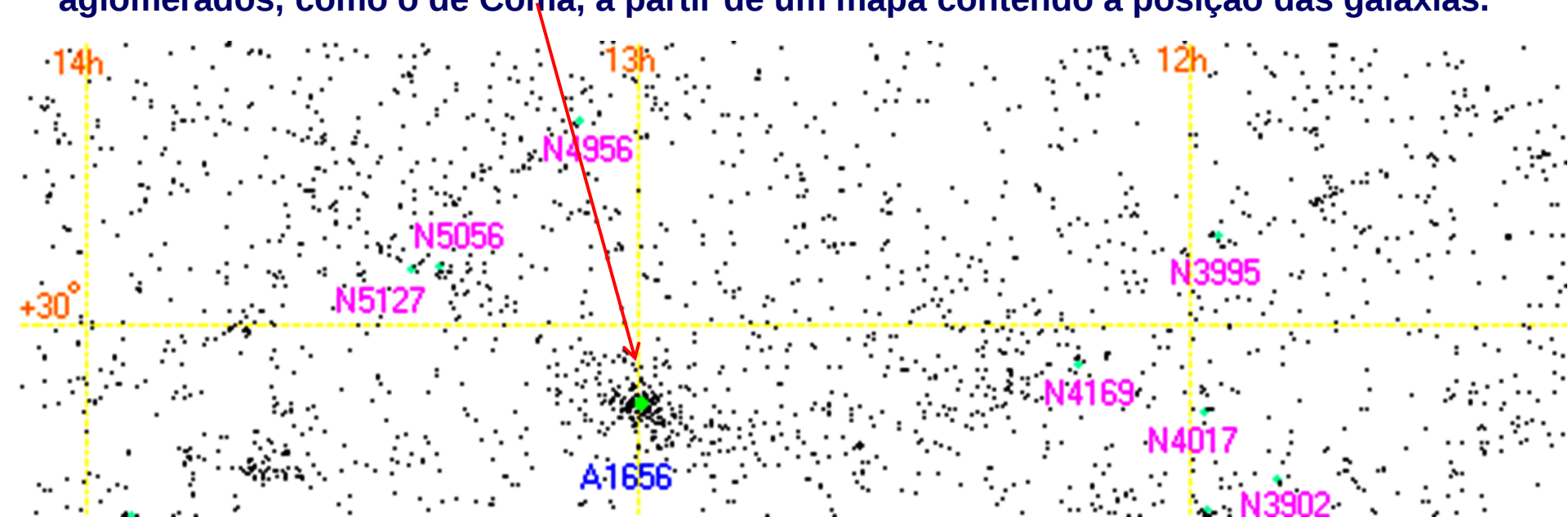
Coma Cluster

© Russell Croman

Uma das formas mais utilizadas para detectar os aglomerados de galáxias é através das contagens de galáxias em placas fotográficas. Digamos que σ_b represente a densidade média de galáxias em uma dada coleção de placas. Se observarmos uma região onde a densidade observada de galáxias é tal que

$$\sigma/\sigma_b > N$$

Então dizemos que naquele ponto temos uma concentração de galáxias. Se escolhermos um valor de $N \sim 1$ então praticamente todas as galáxias pertencerão a grupos muito diluídos. Se ao contrário selecionarmos um contraste de densidade $N \gg 1$ então vamos selecionar poucas regiões onde o número de galáxias é muito elevado em comparação com a distribuição de background. Existem dois catálogos de galáxias considerados como referências na literatura que usam este conceito: o catálogo de Zwicky e o catálogo de Abell. Ambos foram construídos a partir do levantamento fotográfico de Mt. Palomar. Na figura abaixo vemos alguns exemplos de detecção de aglomerados, como o de Coma, a partir de um mapa contendo a posição das galáxias.



O catálogo de Abell, contendo 2712 objetos, considera como aglomerado uma estrutura que satisfaça as seguintes condições:

- A- Ter pelo menos 50 membros entre a magnitude m_3 e m_3+2 onde m_3 é a magnitude da terceira galáxia mais brilhante.
- B- Os membros devem estar contidos em círculo de raio inferior a $3h_{50}^{-1}$ Mpc.
- C- O redshift do aglomerado deve estar na faixa $0,02 < z < 0,20$.
- D- O aglomerado deve estar ao norte da declinação $\delta = -27^\circ$.

O catálogo de Zwicky obedece a critérios menos estritos:

- A- O aglomerado deve ter pelo menos 50 membros com magnitudes contidas no intervalo entre m_1 e m_1+3 .
- B- Estas galáxias devem estar dentro de uma curva de isodensidade correspondendo ao dobro da densidade de campo.
- C- O aglomerado deve estar ao norte de $\delta = -3^\circ$.

Em média o catálogo de Zwicky contém aglomerados menos ricos que os de Abell e portanto apresenta um número de aglomerados muito maior.

Acredita-se que os aglomerados de galáxias se organizem em estruturas ainda maiores conhecidas como os superaglomerados, muito mais difíceis de ser identificadas.

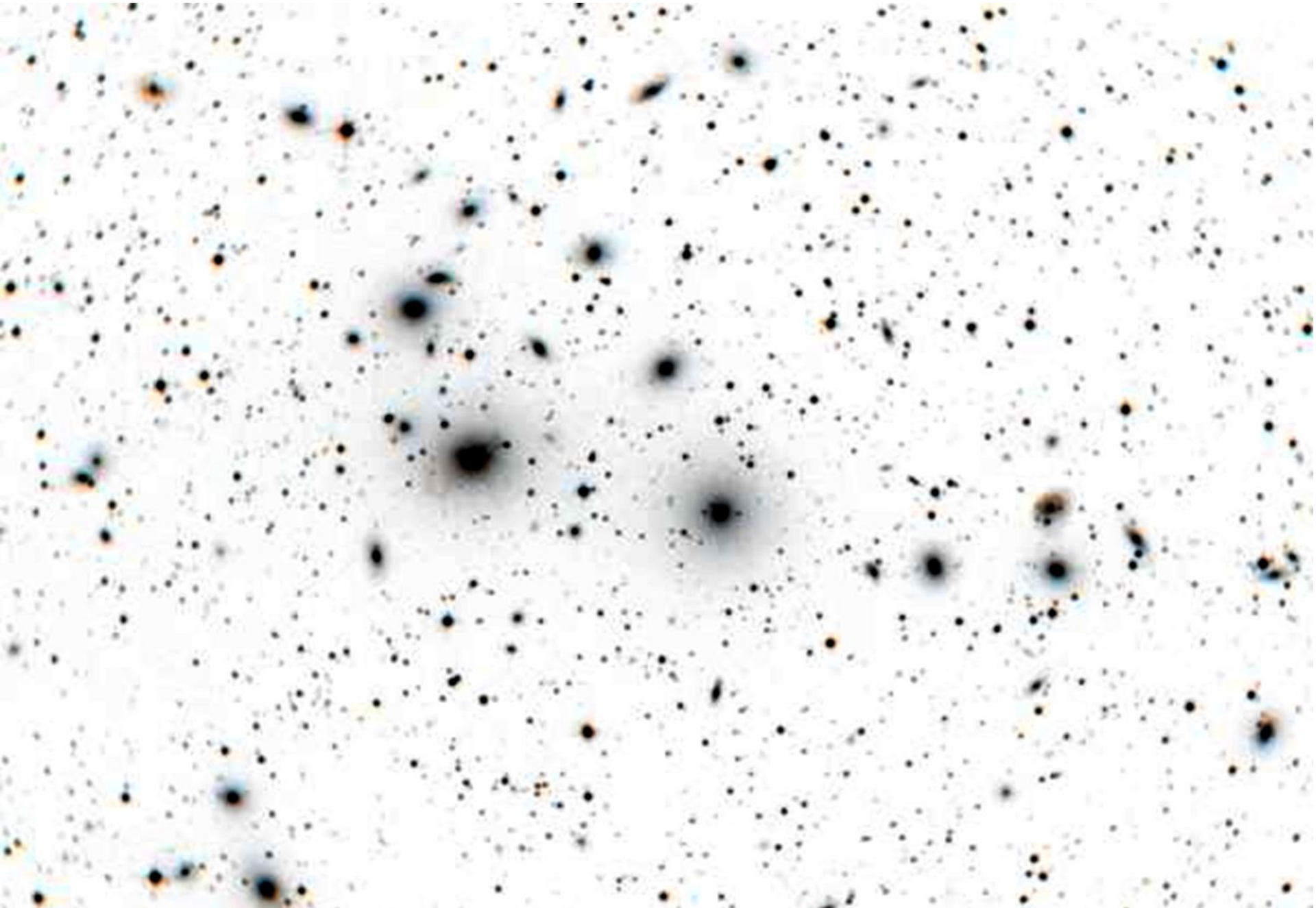


Imagem do aglomerado A426 também conhecido como Perseus. A galáxia brilhante localizada à esquerda do centro contém a radiofonte Perseus A.

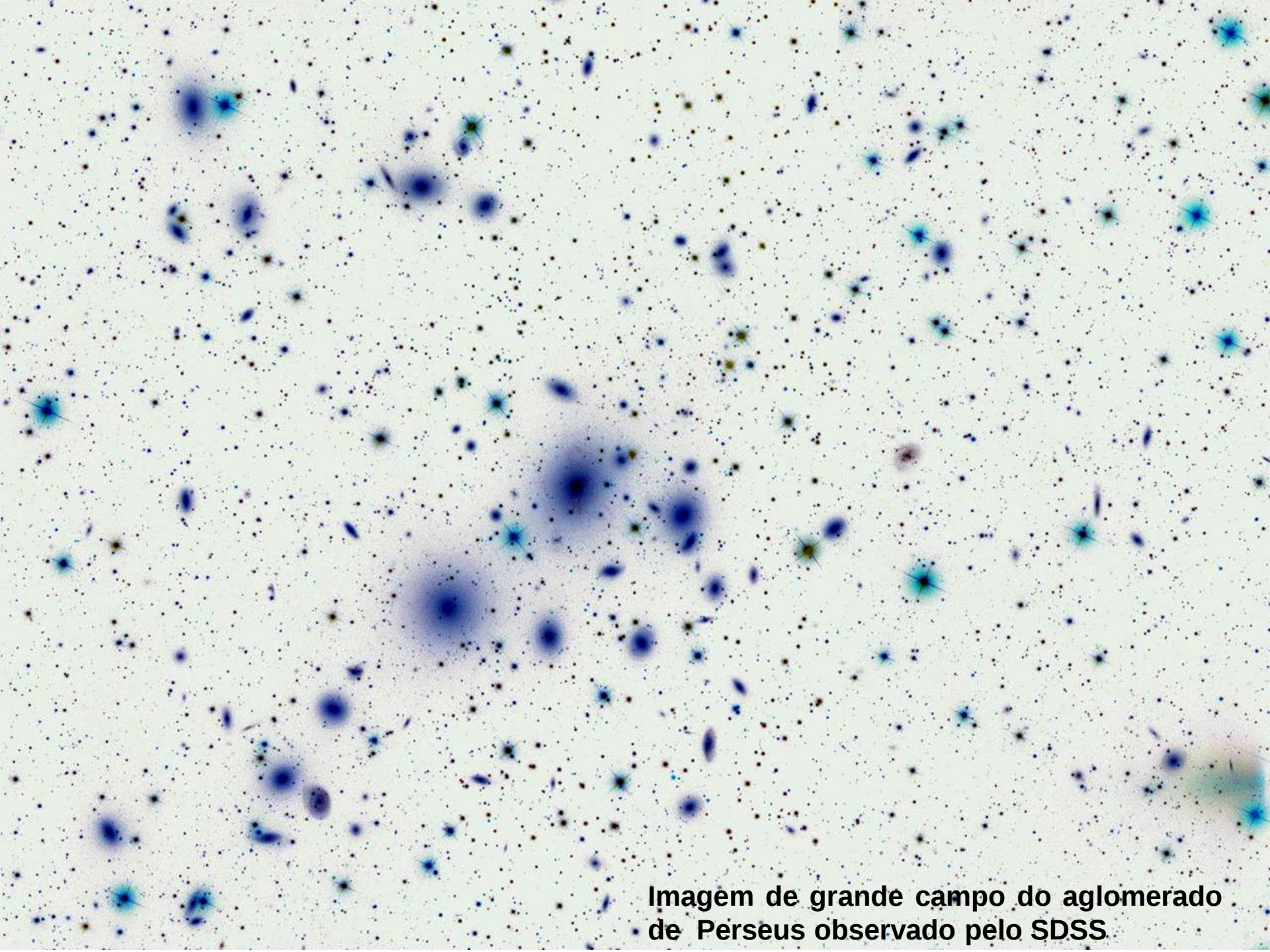


Imagem de grande campo do aglomerado
de Perseus observado pelo SDSS.

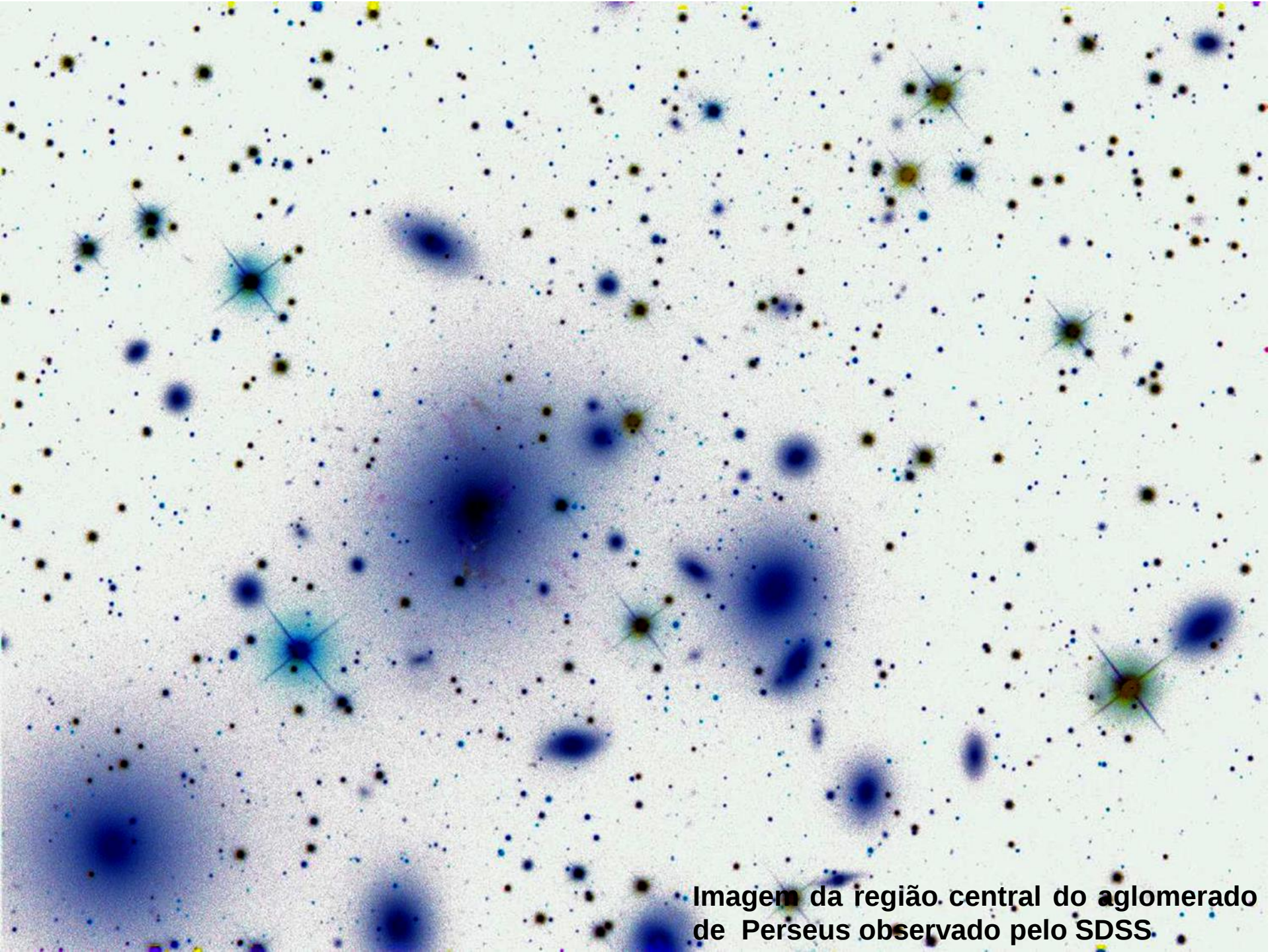
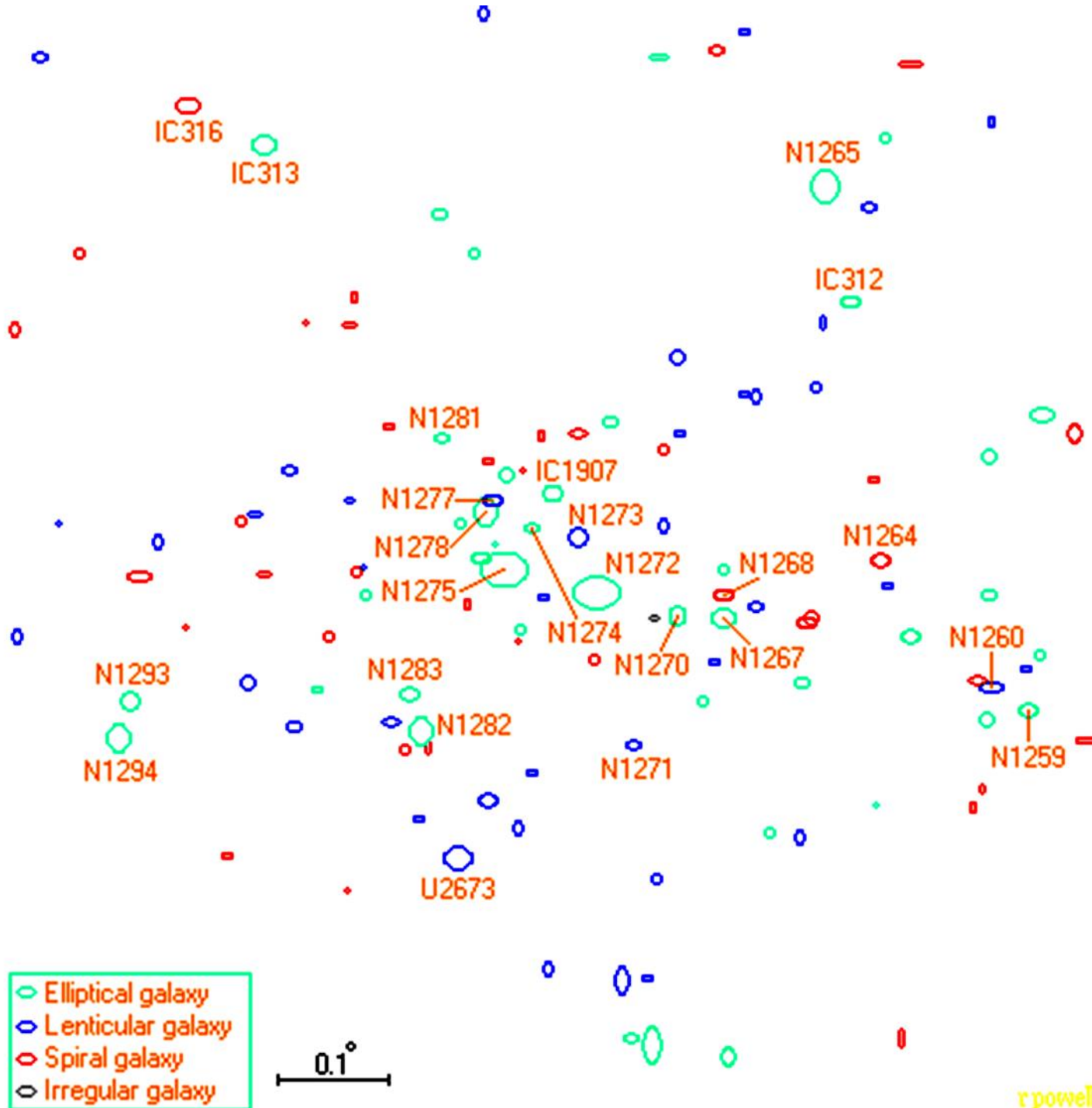


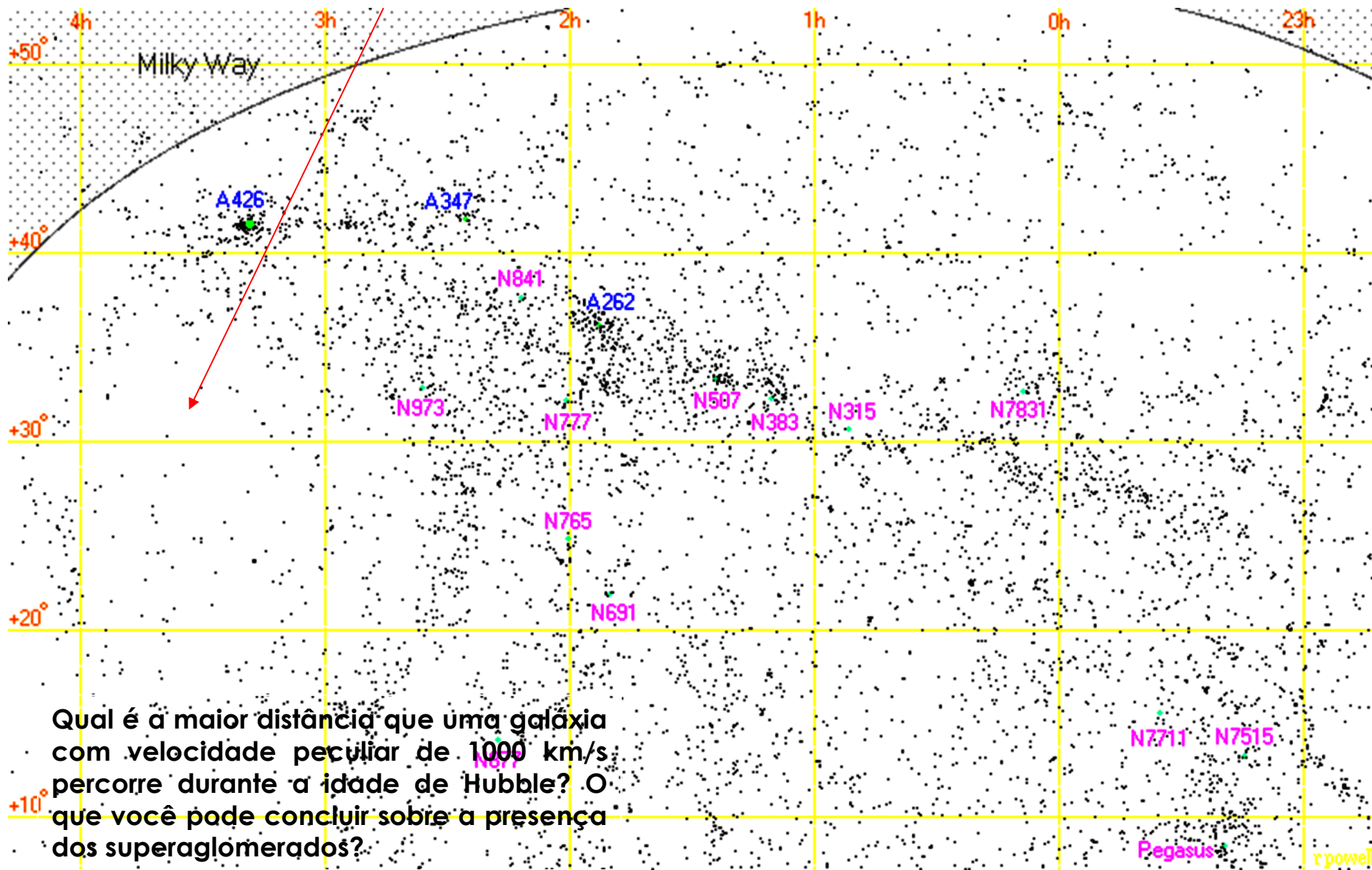
Imagem da região central do aglomerado
de Perseus observado pelo SDSS.

Mapa das galáxias identificadas como pertencentes ao aglomerado de Perseus e suas respectivas classificações morfológicas. Observe como a região central do aglomerado contém muito mais objetos do tipo jovem do que a região periférica onde a proporção de galáxias espirais é maior.

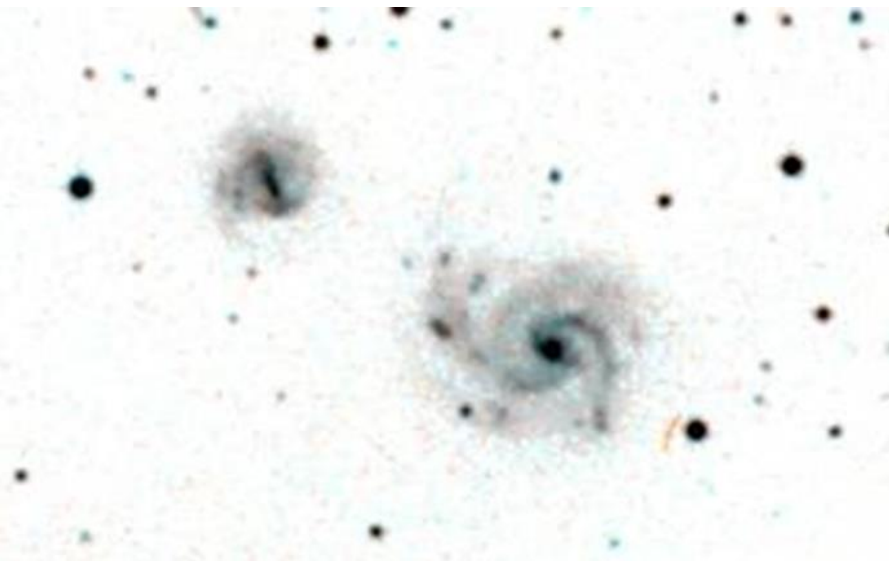


Estime a dimensão desta região sabendo que a distância de A426~72 Mpc.

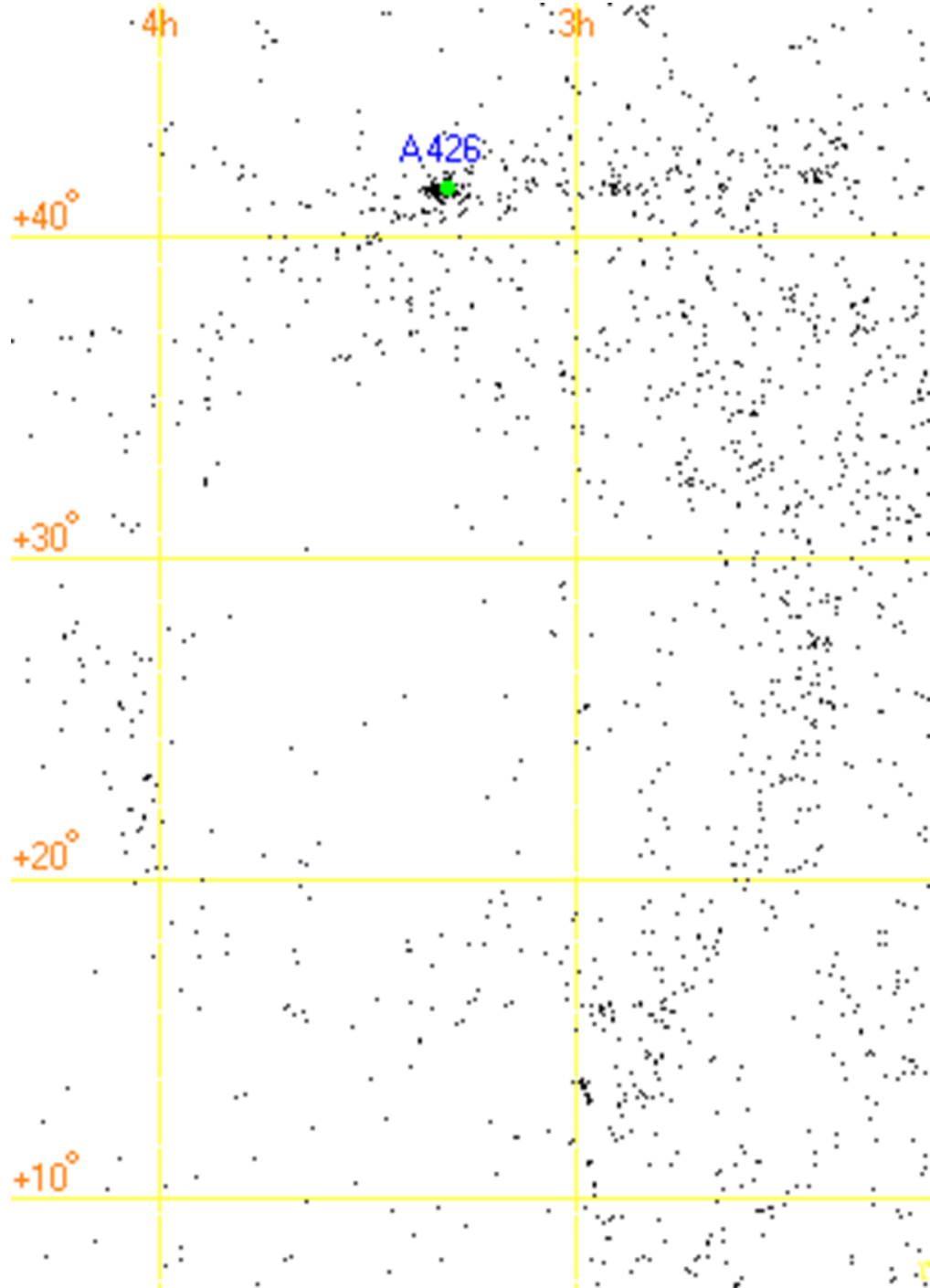
O aglomerado de Perseus se localiza em uma região onde existem vários outros aglomerados e associações. Esta é a região conhecida como o superaglomerado de Perseus-Pisces. Logo abaixo de A426 se localiza uma região de muito interesse devido à falta de objetos. É o vazio de Taurus.



Se houvessem galáxias preenchendo o vazio de Bootes quanto tempo demoraria para que elas saíssem da região no mais otimista dos cenários?

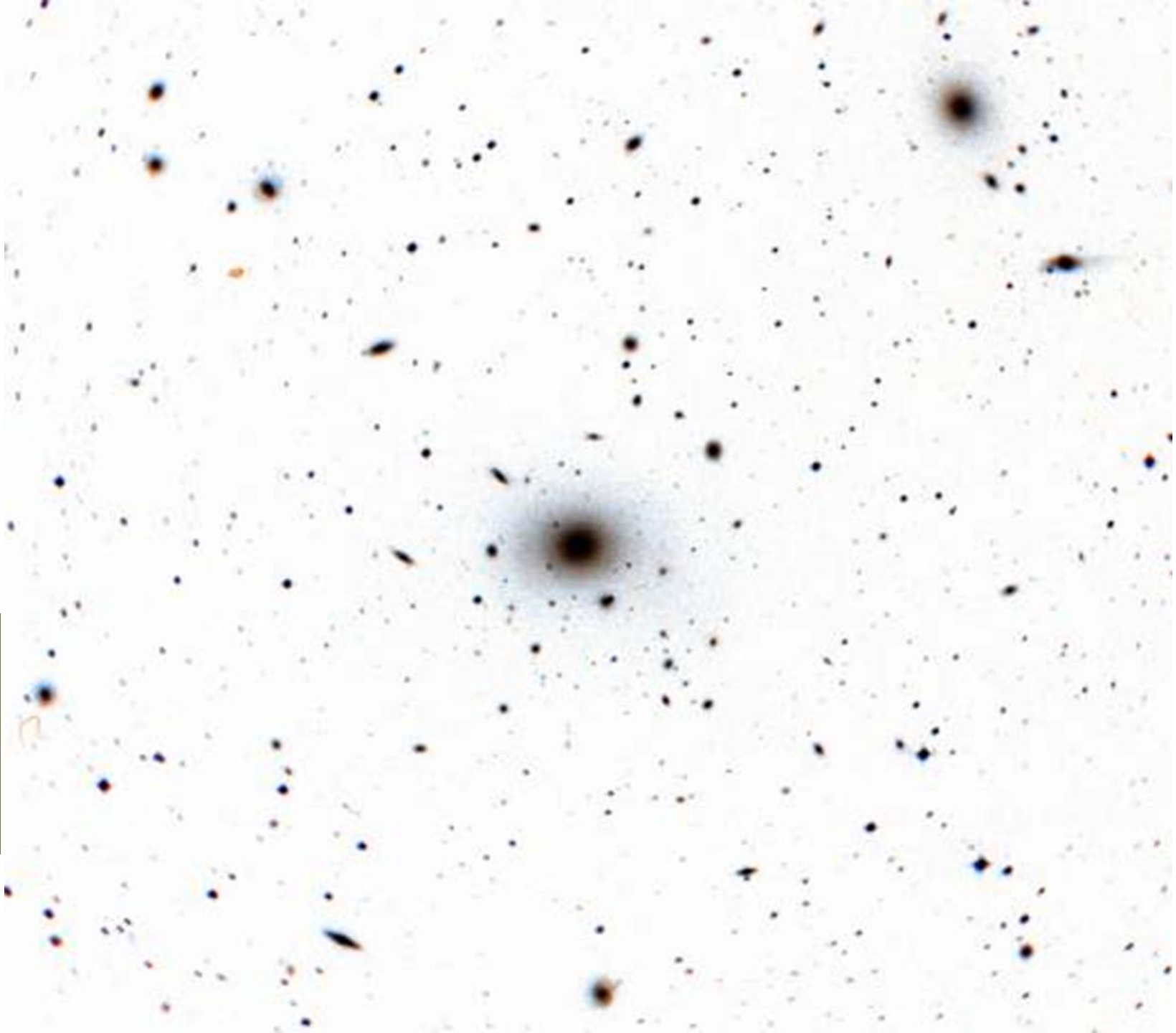


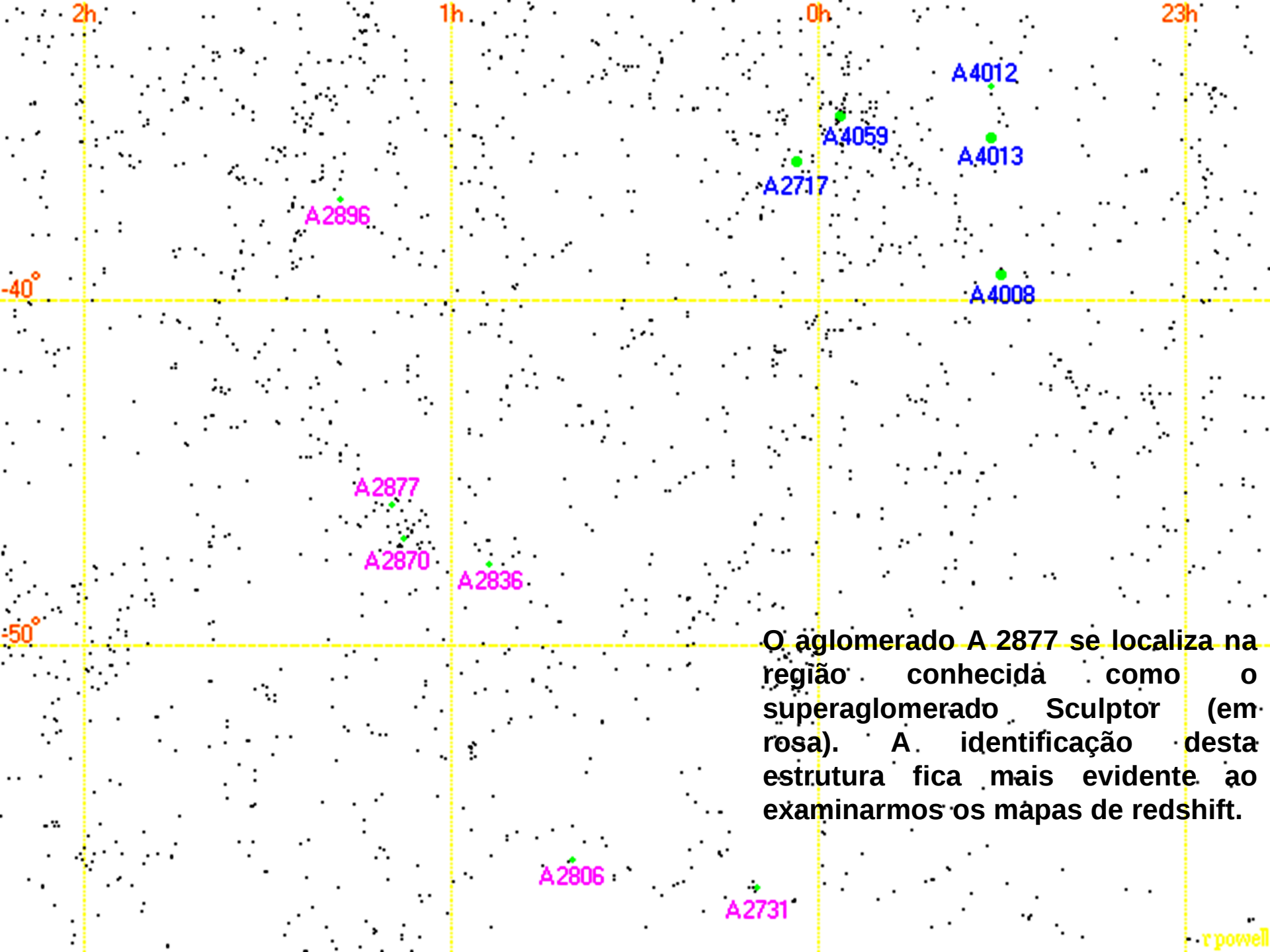
A região do vazio de Taurus praticamente não contém galáxias. Os dois objetos acima se localizam na região norte do vazio.



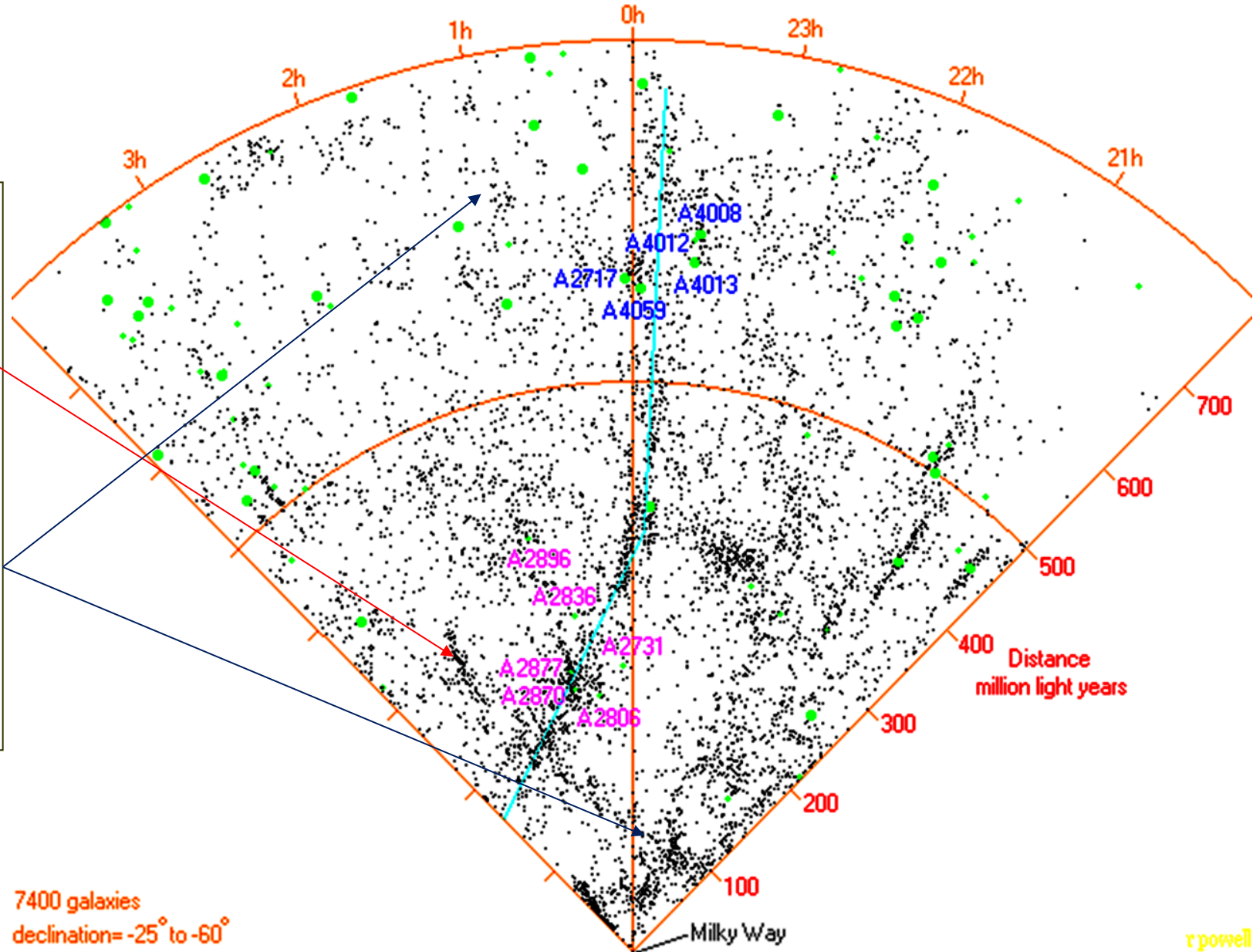
**Aglomerado
A2877
contendo na
região
central a
galáxia
elíptica
gigante IC
1633.**

**Como uma
galáxia tão
brilhante
pode ter se
formado
nesta
região?**

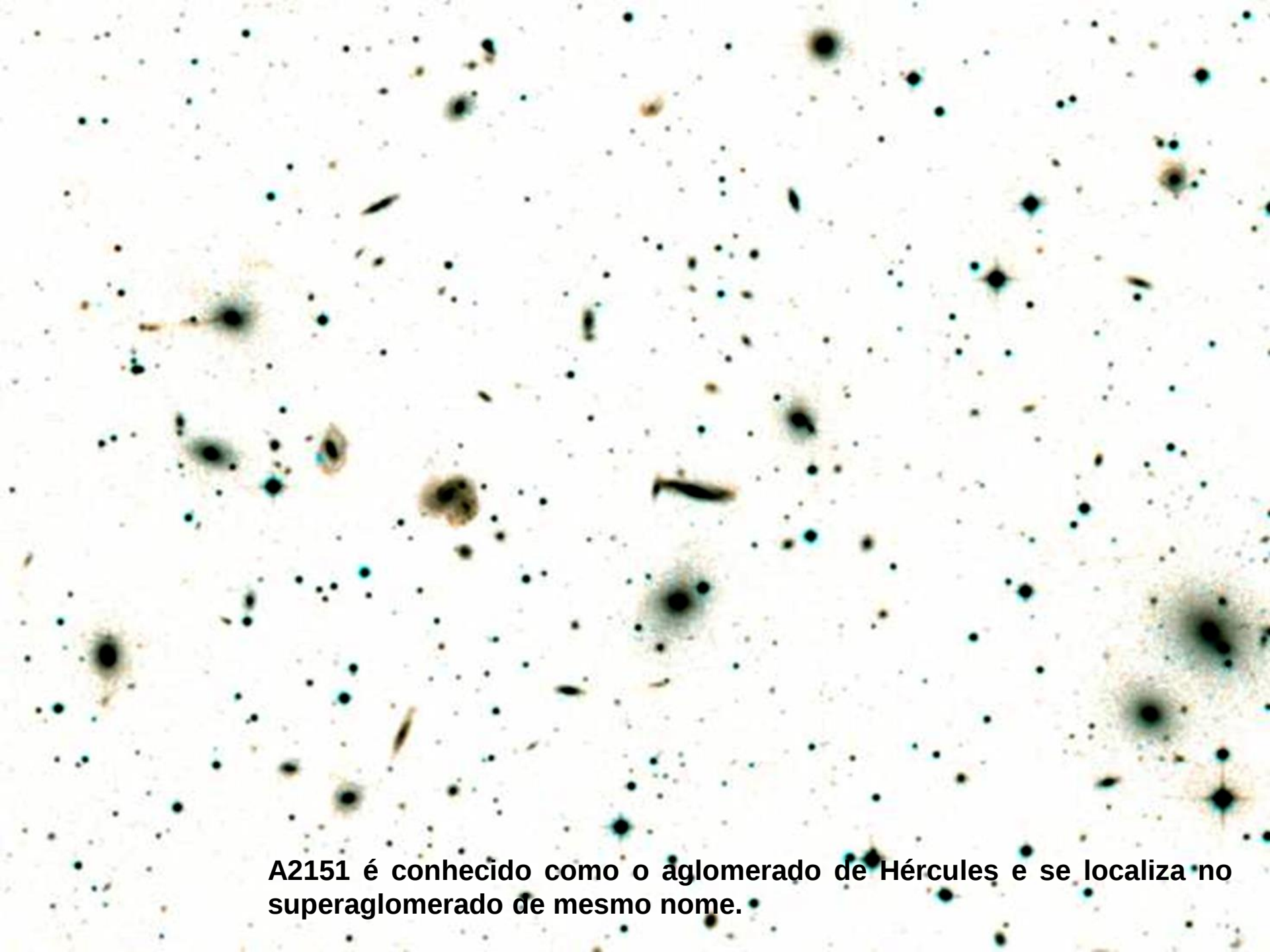




Qual deve ser a origem destas estruturas alongadas na direção do observador? Porque a região mais próxima parece ser mais rica em galáxias?



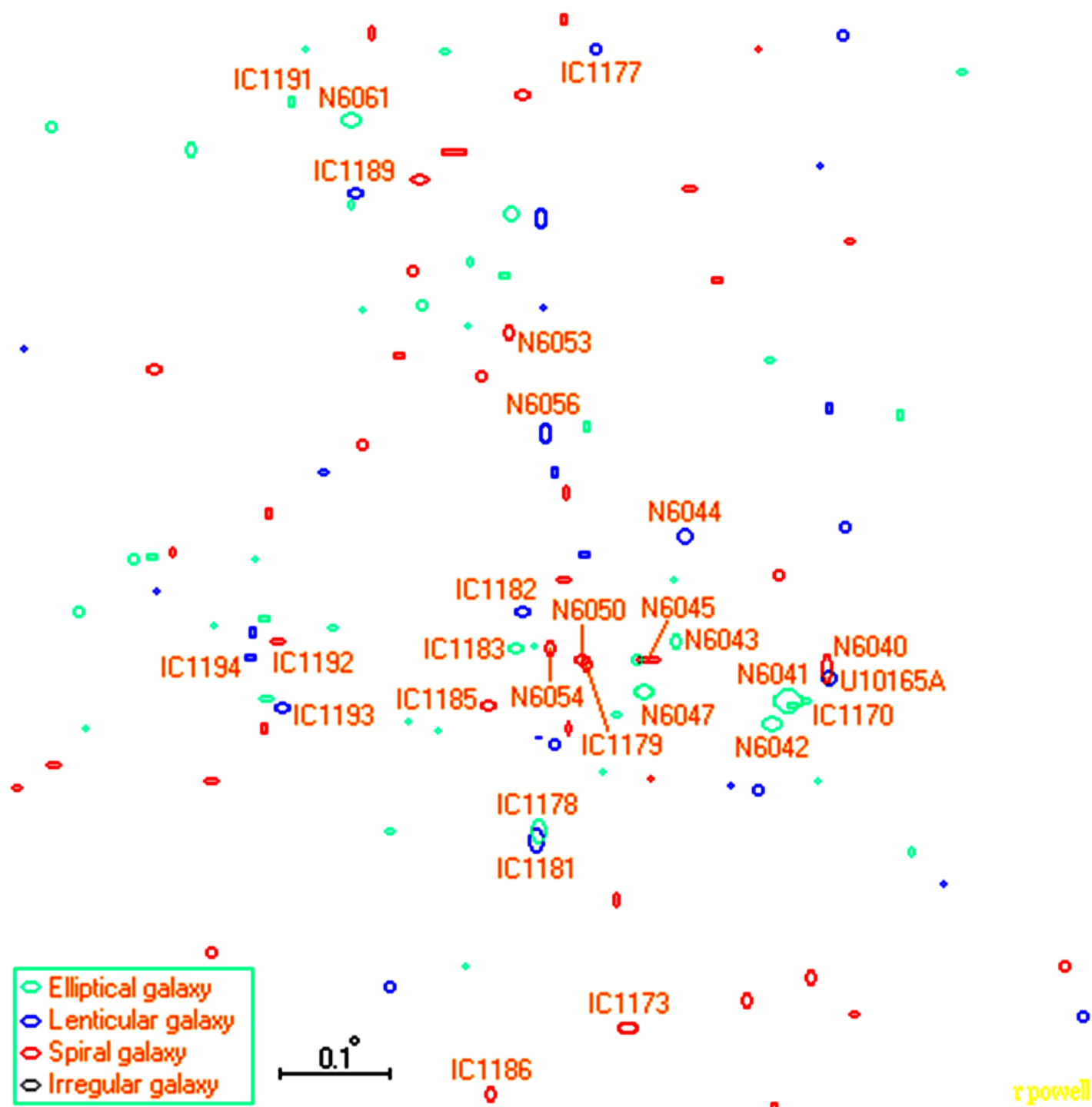
A região do superaglomerado de Sculptor contém uma estrutura conhecida como a grande parede e que pode ser visualizada nos levantamentos de redshifts mais recentes.

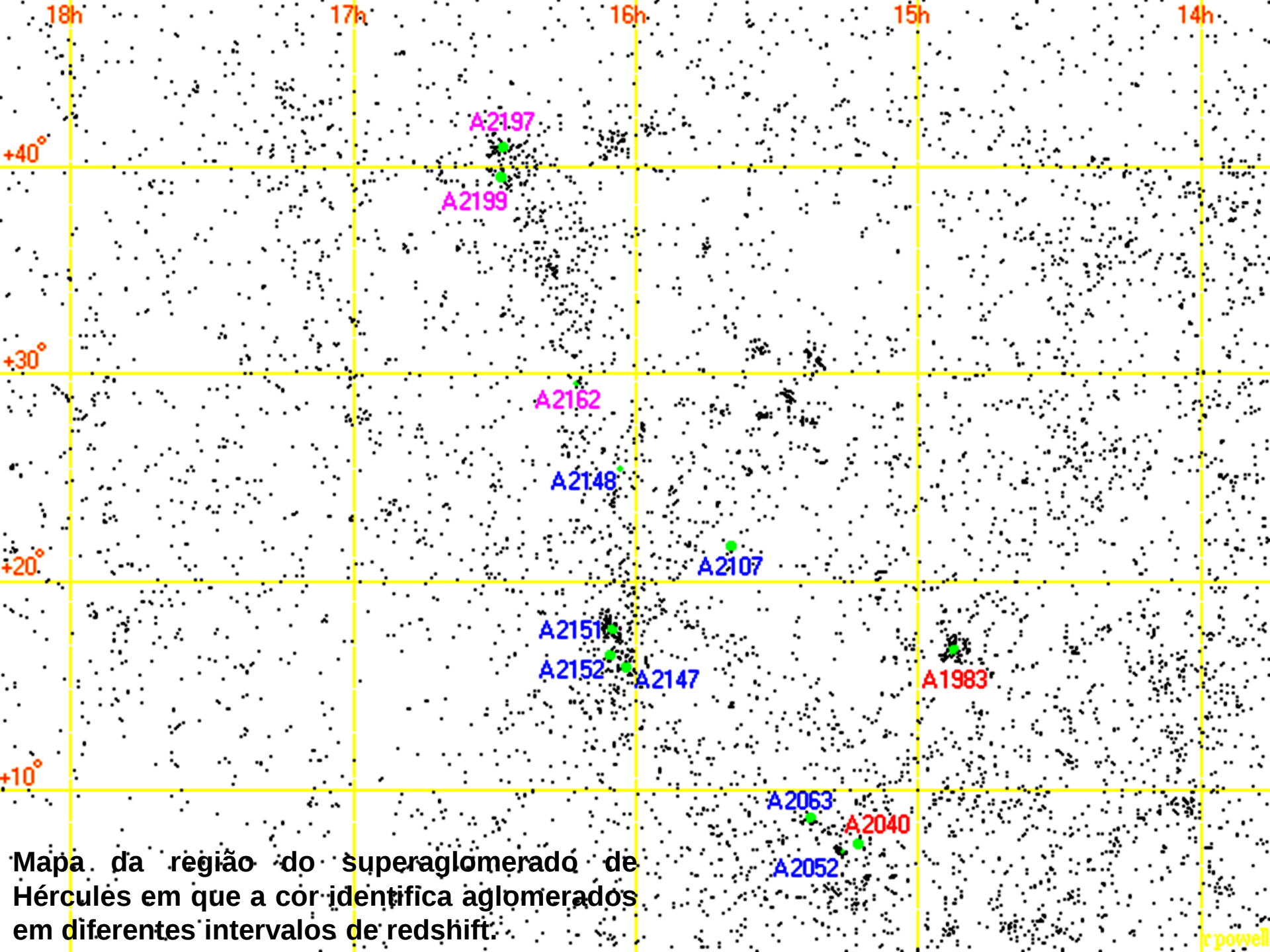


A2151 é conhecido como o aglomerado de Hércules e se localiza no superaglomerado de mesmo nome.

Mapa das galáxias identificadas no aglomerado de Hércules e suas respectivas classificações morfológicas.

Estime a dimensão desta região sabendo que a distância de A2151 é ~158 Mpc. A dispersão de velocidades de Hércules é da ordem de 826 km/s. Estime o tempo necessário para que uma galáxia cruze esta estrutura.





Mapa da região do superaglomerado de Hércules em que a cor identifica aglomerados em diferentes intervalos de redshift.

Para quantificar o grau de riqueza dos aglomerados Abell considerou como indicador o número de objetos mais brilhantes que a magnitude aparente m_3+2 contidos em uma área circular de raio

$$R_A = 1,7' / z \sim 3,0 / h_{50} \text{ Mpc}$$

conhecido como o raio de Abell e de grande utilidade por ser aproximadamente independente do redshift. Os aglomerados foram então divididos em 6 graus de riqueza

0	N=30 - 49	galáxias
1	N=50 - 79	galáxias
2	N=80 - 129	galáxias
3	N=130-199	galáxias
4	N=200-299	galáxias
5	N>300	galáxias

Os aglomerados que vimos anteriormente apresentam os seguintes graus de riqueza no critério de Abell: A426 (Perseus) R=2; A2877 R=0; A2151 (Hércules) R=2; A1656 (Coma) R=2.

Devido a sua importância cosmológica vários autores têm tentado apresentar esquemas de classificação dos aglomerados de galáxias. Um dos dois esquemas mais utilizados é o de [Rood&Sastry\(1971\)](#).

cD - Dominado por uma galáxia cD (A401,A2199)

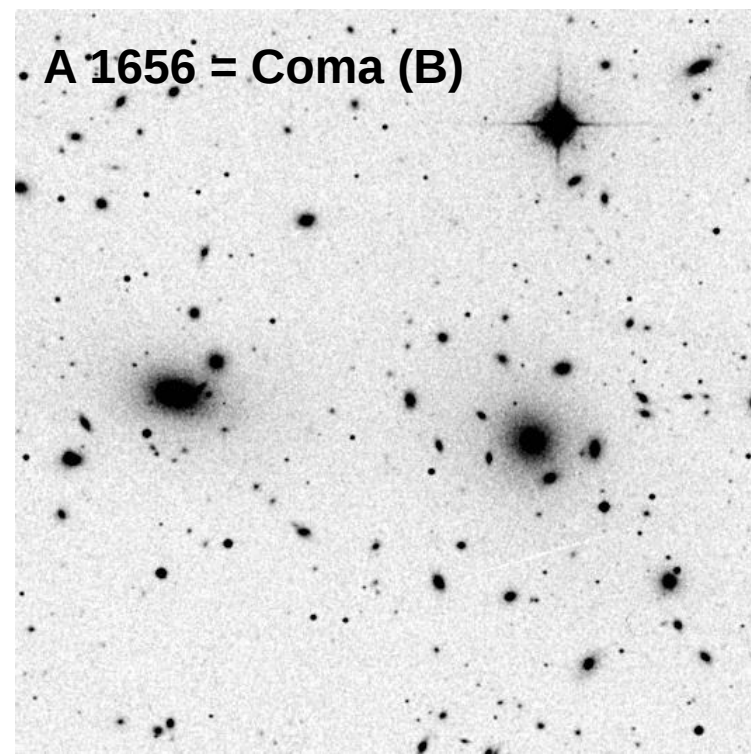
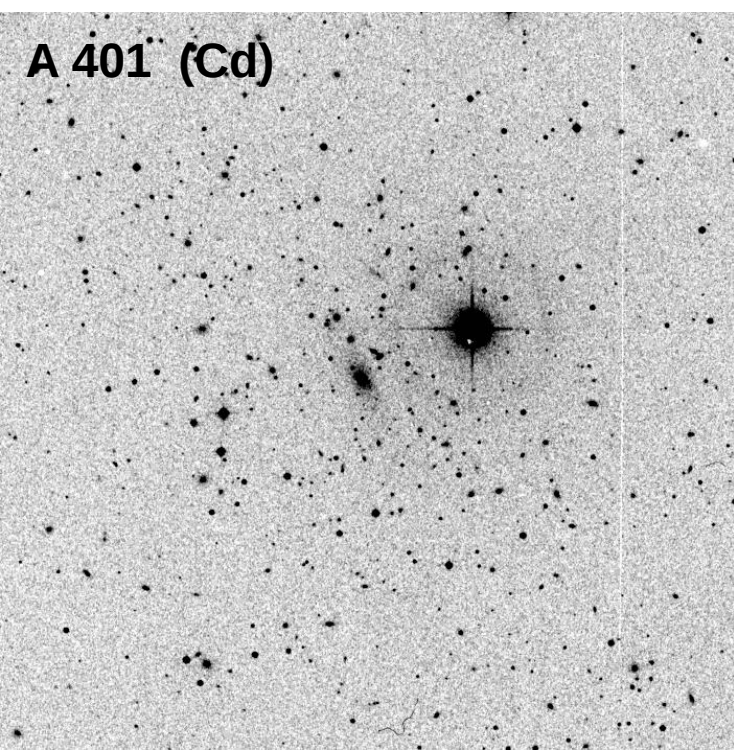
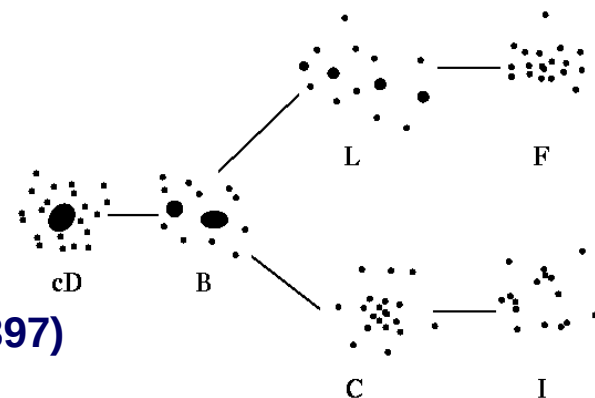
B - Dominado por um sistema binário (Coma)

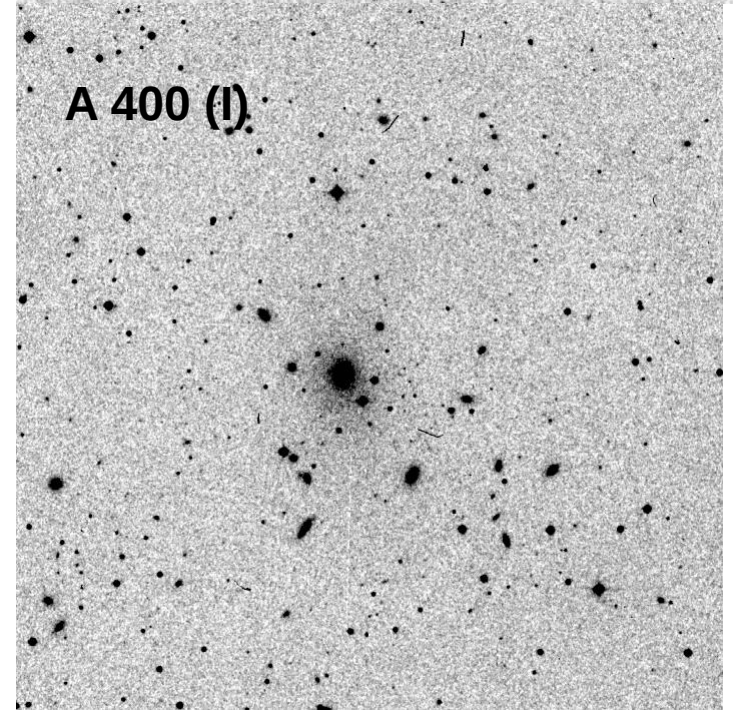
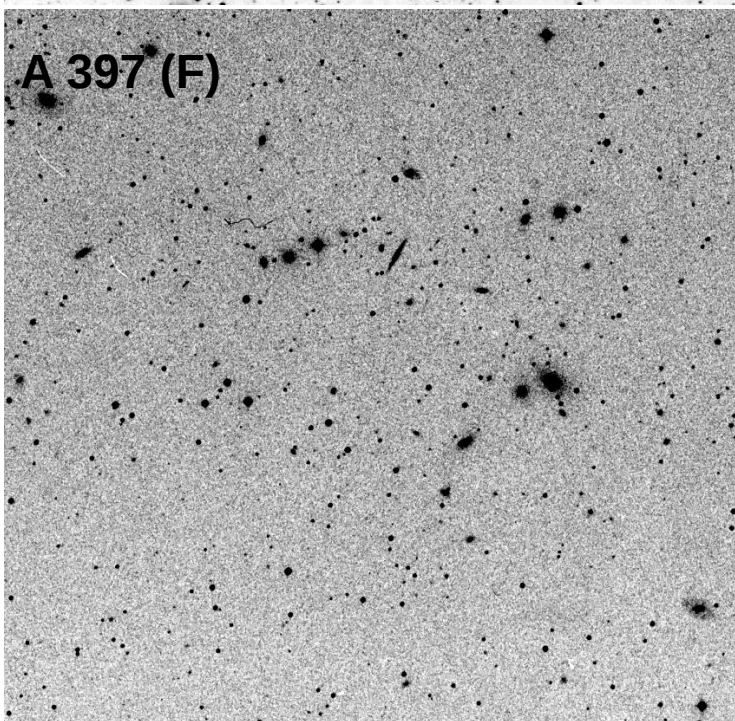
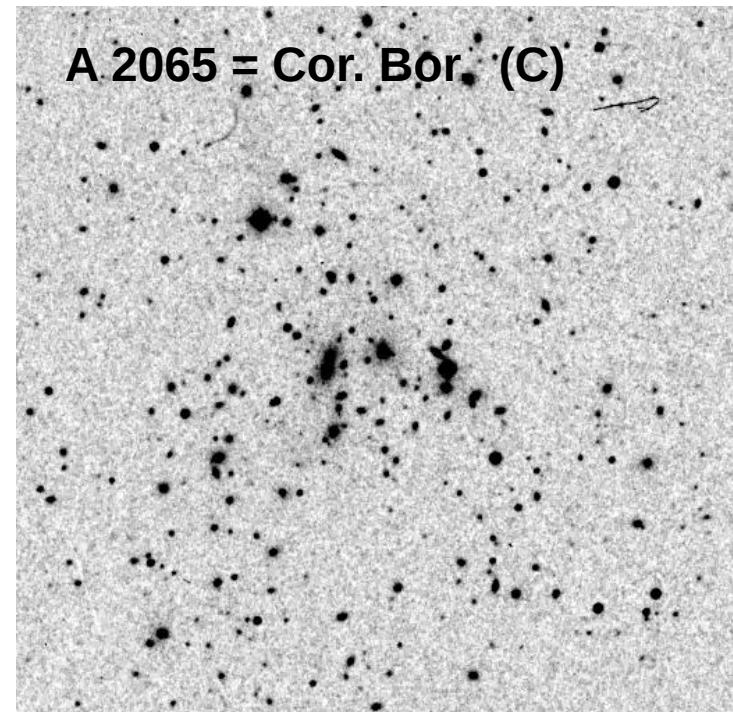
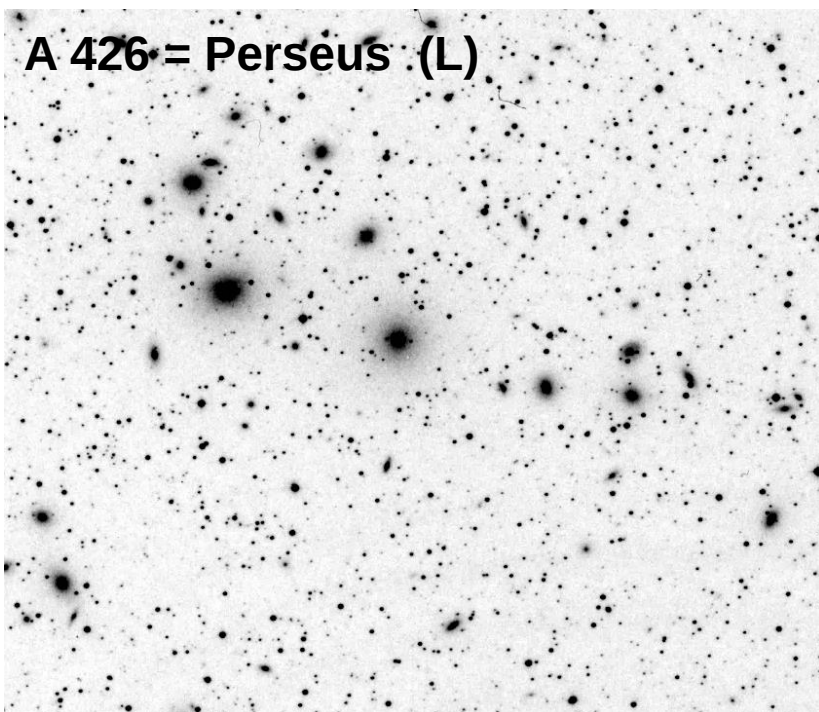
L - Três das 10 galáxias mais brilhantes alinhadas (Perseus)

C - Quatro das 10 galáxias mais brilhantes no Core (A2065)

F - Várias das mais brilhantes com distribuição achatada (A397)

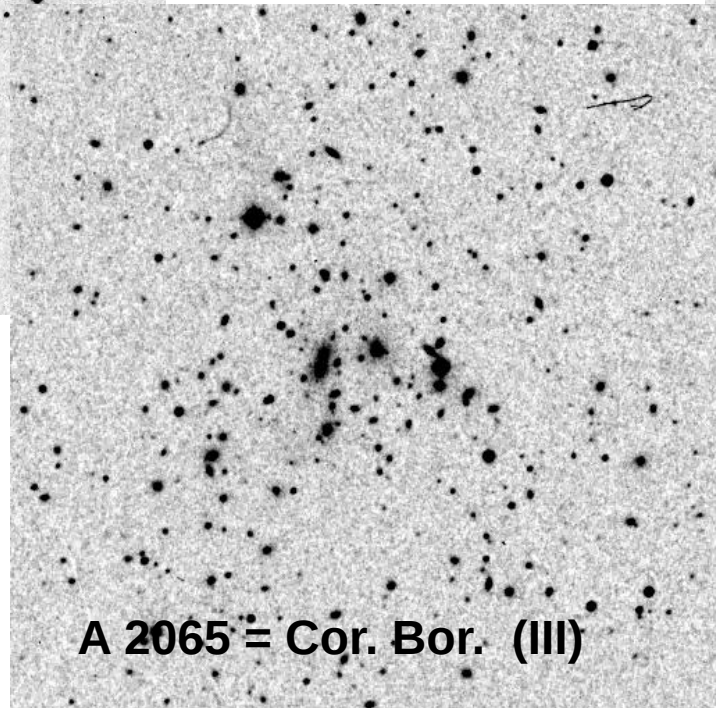
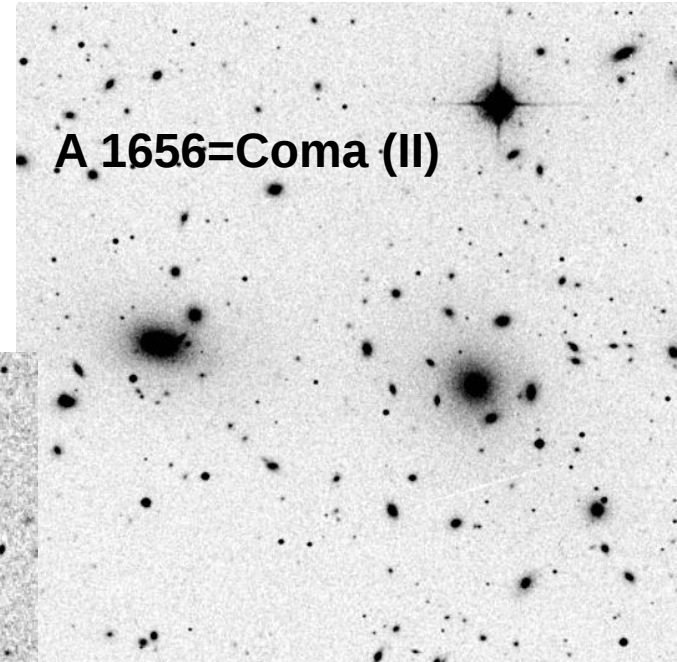
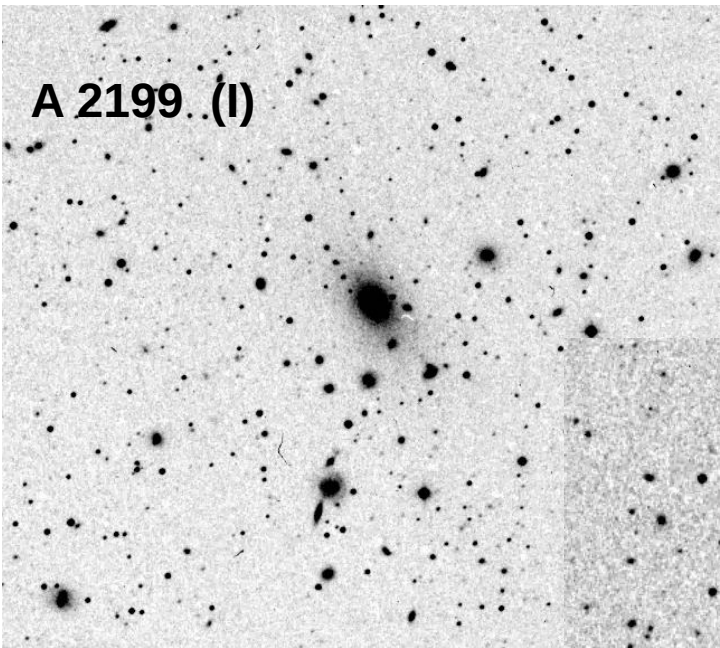
I - Irregular (A1228)





O outro esquema de classificação bastante difundido é o de [Bautz&Morgan\(1970\)](#) que contem 3 grandes classes:

- I - Dominado por uma galáxia cD
- II - Membros mais brilhantes têm aparência entre cD e gigantes elípticas
- III - Sem galáxias dominantes

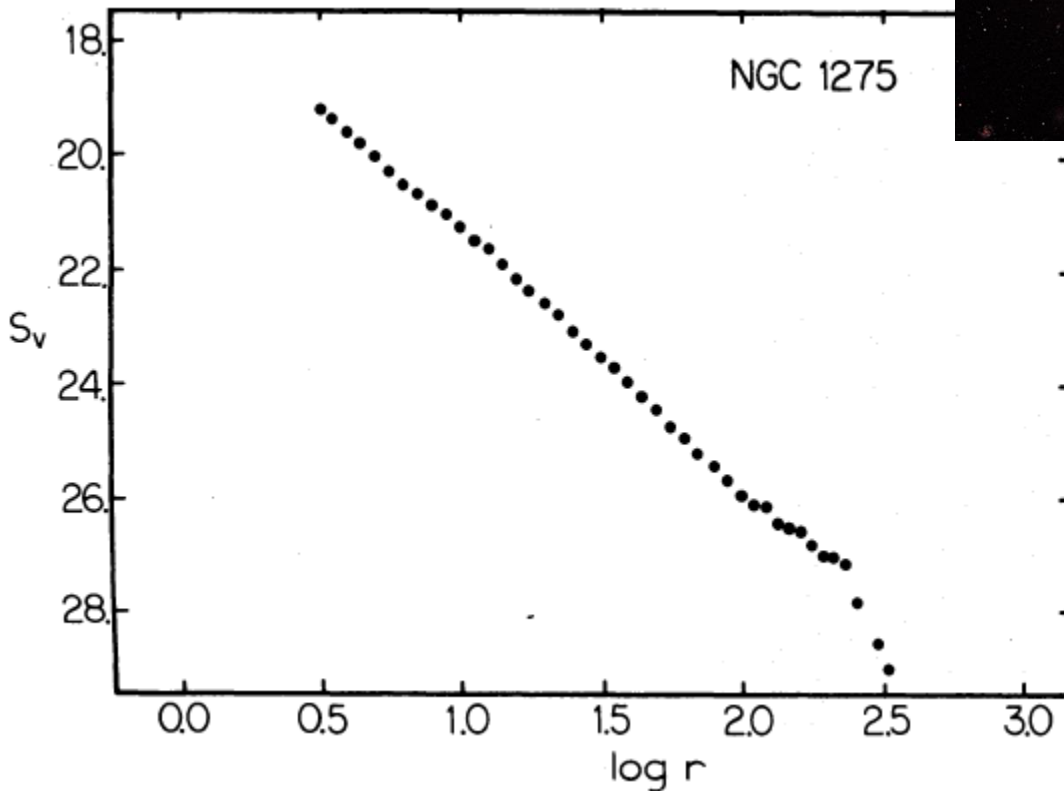


Apesar dos aglomerados formarem um tipo de estrutura cosmológica que se sobressai fortemente quando comparada com o campo é interessante observar que a maior parte das galáxias não pertencem a aglomerados. Apenas cerca de 10% das galáxias são membros dos aglomerados ricos. O restante, portanto a vasta minoria, se encontra em grupos esparsos e associações de menor grau de riqueza.

Outra característica importante é que o conteúdo galáctico dos aglomerados depende sistematicamente da sua classificação. Aglomerados com galáxias do tipo cD tendem a apresentar uma expressiva proporção de galáxias de tipo mais jovem enquanto os aglomerados irregulares apresentam uma composição galáctica mais próxima daquela encontrada no campo.

	E	SO	S	$(E + SO)/S$	
cD Clusters:	35%	45%	20%	4.0	e.g. Coma, A2199
Spiral-poor:	15%	55%	30%	2.3	e.g. A194, A400, A539
Spiral-rich:	15%	35%	50%	1.0	e.g. Hercules, A1228, A1367, A2197
Field:	15%	25%	60%	0.7	e.g. de Vaucouleurs 1959, van den Bergh 1962, Faber & Gallagher 1976

As galáxias do tipo cD presentes em aglomerados ricos formam uma classe única de objetos bastante peculiares com envelopes estelares extensos e que dominam a região central destes objetos. O perfil de luminosidade é bem descrito por uma lei de potência ($\sim r^{-1,6}$) bem distinta do perfil de luminosidade das galáxias elípticas normais. A luminosidade integrada é muito elevada



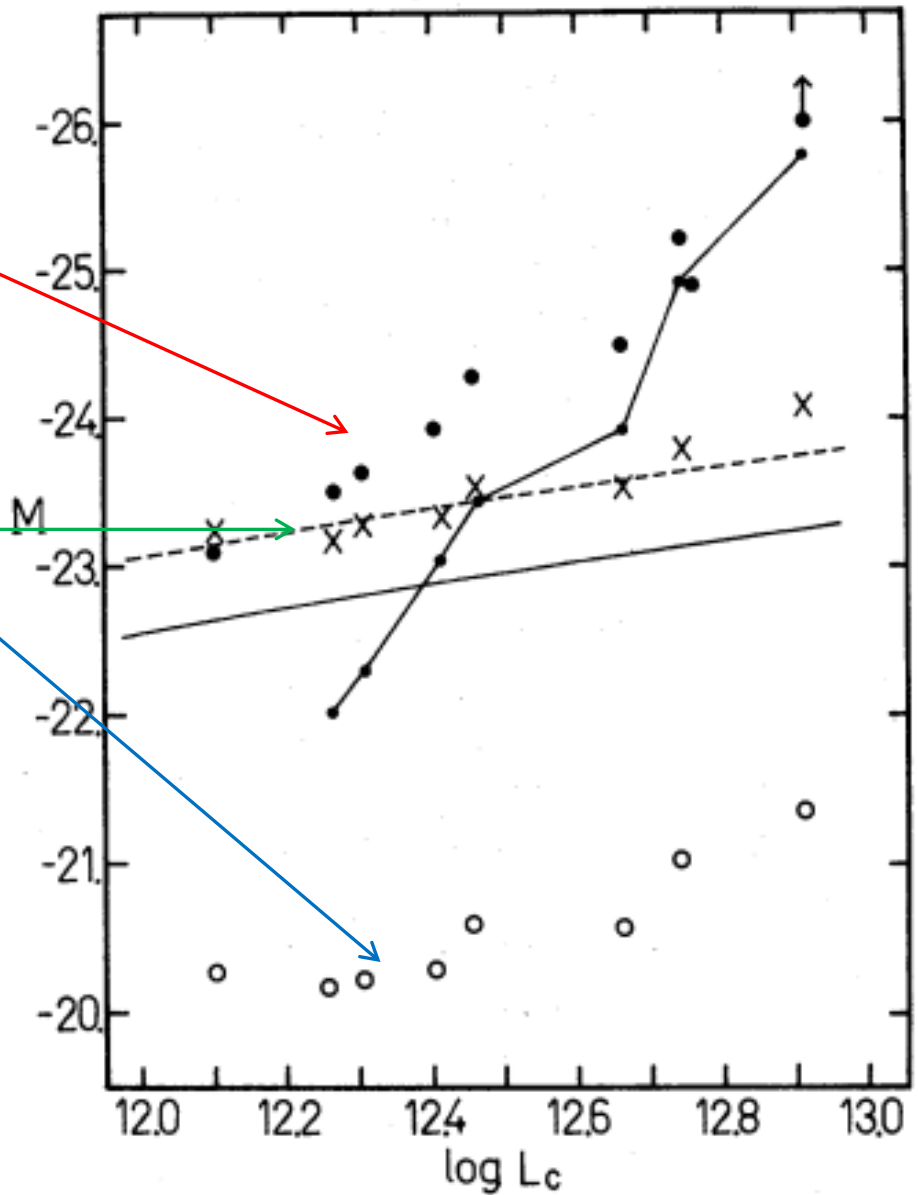
e objetos como NGC 1275, analisada por Oemler ([1976, ApJ, 209, 693](#)) podem atingir $M_V \sim -24,27$. A dimensão destes objetos pode facilmente superar cerca de 100-500 Kpc e acredita-se que eventuais objetos que se aproximem de uma cD possam ser facilmente destruídos pela interação de maré. Uma questão da maior relevância consiste em entender a origem e evolução destes objetos.

Uma característica das galáxias cDs é que a sua luminosidade total é aproximadamente proporcional à luminosidade do aglomerado ($L_{\text{cD}} \sim L_{\text{cl}}^{1,25}$). Uma relação semelhante, mas não tão acentuada, existe entre a luminosidade da região central das cDs e a luminosidade do aglomerado. É possível ainda estimar a luminosidade que as cDs teriam se não tivessem o envelope tão extenso e neste caso a relação seria menos acentuada.

Existem 3 possíveis cenários para explicar esta relação:

1. O envelope seria composto de estrelas retiradas das galáxias ao passarem próximas ao centro.
2. O envelope seria formado por galáxias capturadas pela região central do aglomerado.
3. A cD seria o resultado de uma perturbação cosmológica anormalmente elevada.

Uma dificuldade, no entanto, é que algumas galáxias cDs não se encontram no centro dos seus aglomerados.



O perfil de densidade projetada (σ_{obs}) dos aglomerados de galáxias é semelhante a uma esfera isotérmica à qual impõe-se um truncamento (C) na região externa

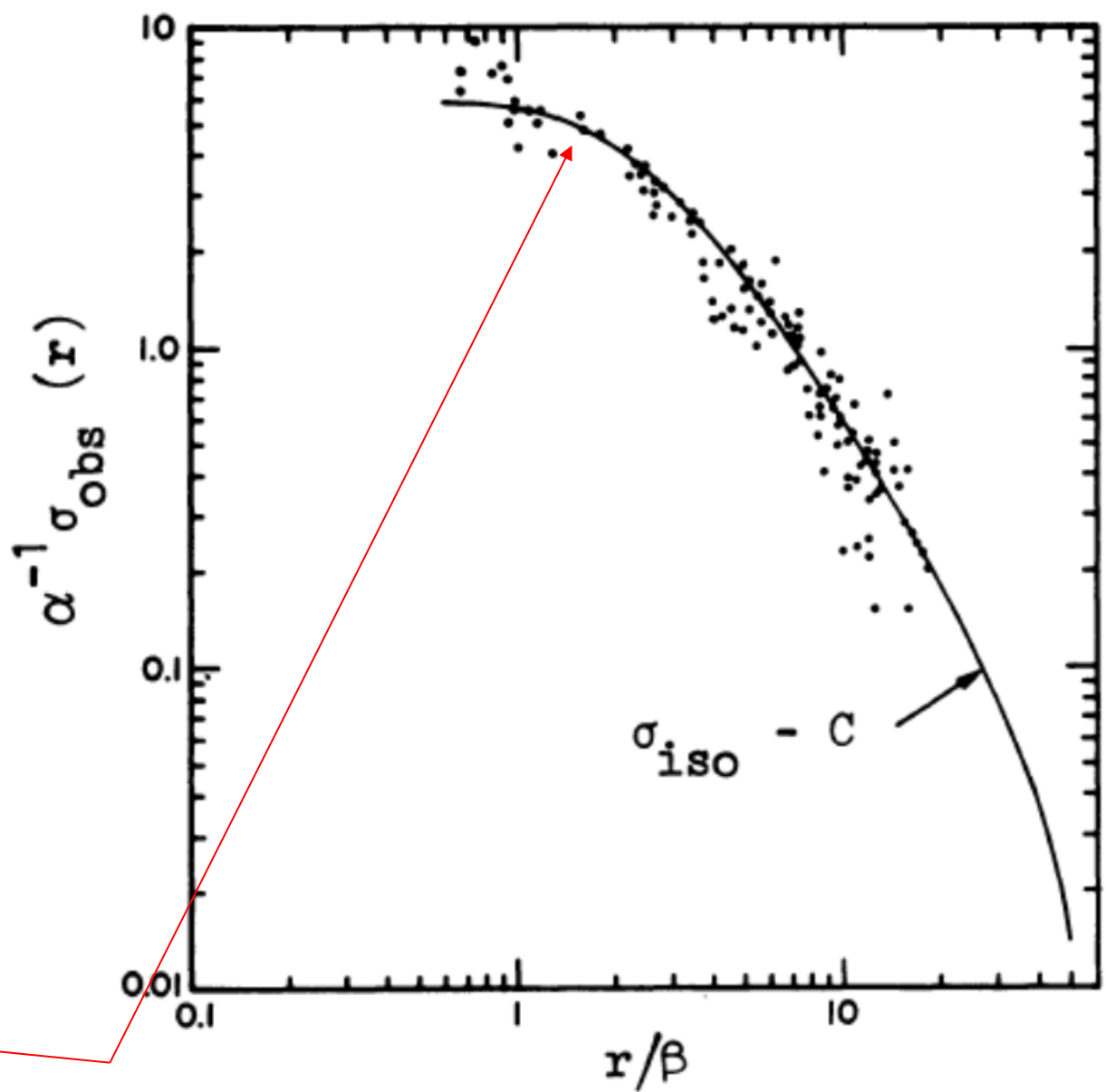
$$\sigma_{\text{obs}} = \alpha(\sigma_{\text{iso}}(r/\beta) - C)$$

sendo β a escala de dimensão radial que define o raio do core ($R_c = 3\beta$) e α a densidade central de normalizada ([Bahcall, 1977, ARAA, 15, 505](#)). É possível ainda adotar uma aproximação dos modelos de King

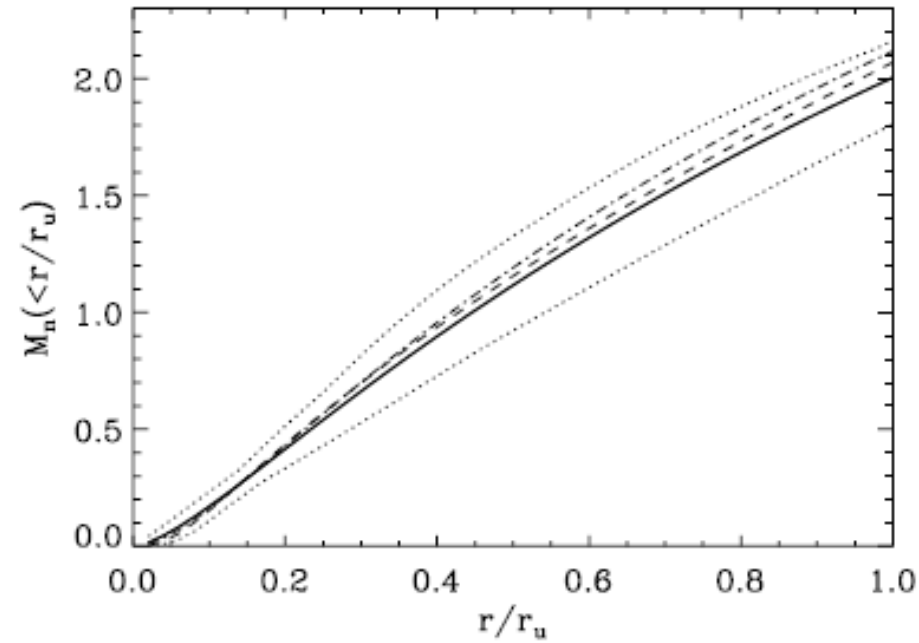
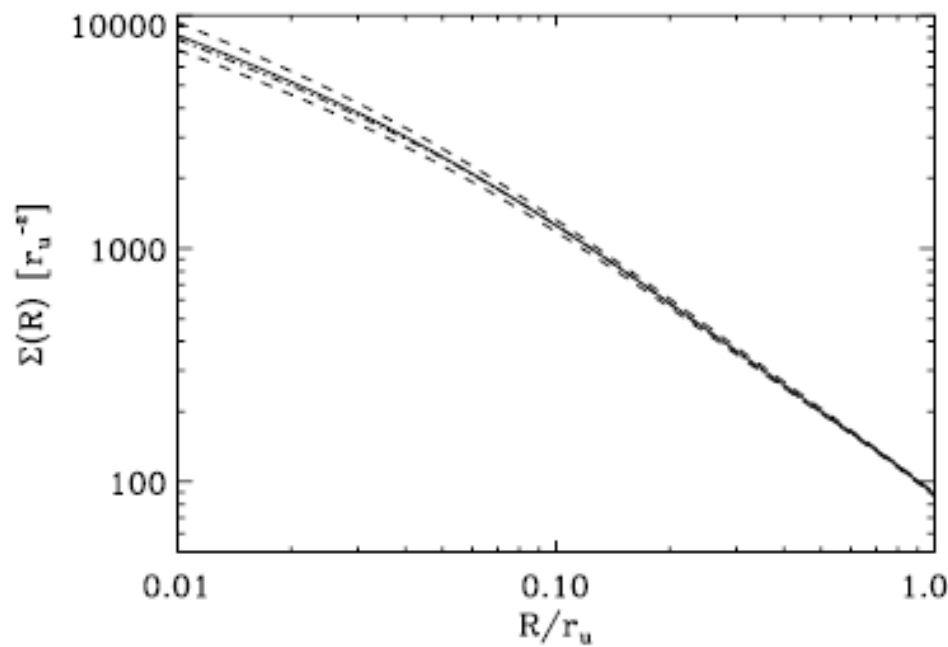
$$\rho(r) \sim \rho_0 / (1 + r^2/r_c^2)^{3/2}$$

$$\sigma(r) \sim \sigma_0 / (1 + r^2/r_c^2)$$

onde r_c é o chamado raio de core e $\sigma_0 = 2\rho_0 r_c$.



Estime alguns valores desta aproximação e compare com o ajuste para uma esfera isotérmica.



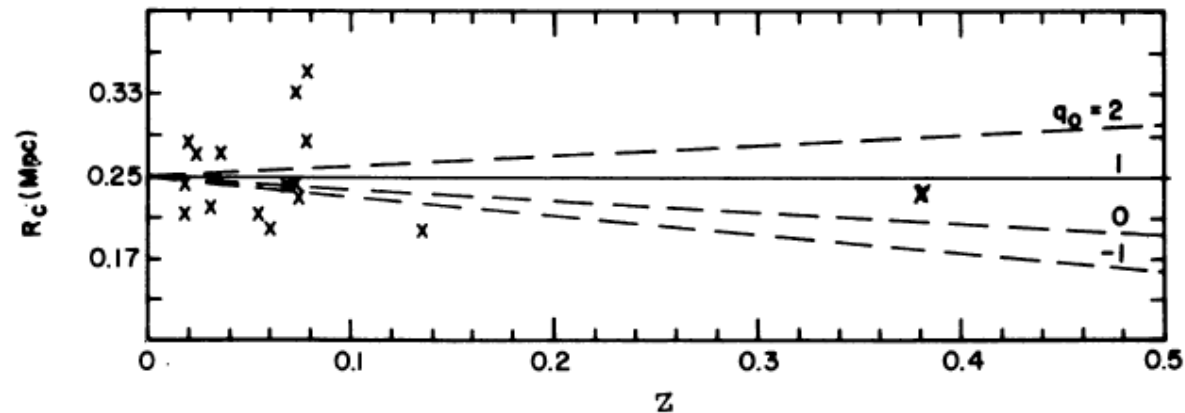
Mais recentemente Biviano & Girardi ([2003, ApJ,585,205](#)) utilizaram os dados do SDSS e mostraram que o perfil de densidade pode ser melhor representado pela expressão

$$\rho = \rho_0 / [1 + (r/r_c)^2]^{3\beta/2}$$

sendo r_c o raio de core e ρ_0 a densidade central. O parâmetro β mede o quão diferente o perfil de densidade se afasta do perfil isotérmico. As estimativas destes autores mostram que um valor $\beta \sim 0,8$ é capaz de representar adequadamente o perfil de densidade dos aglomerados.

Compare graficamente os perfis para $\beta=0,8,1$ e $1,2$.

Um resultado observacional importante é que a região central dos aglomerados é caracterizada por um raio de core relativamente constante ($r_c \sim 0,25 \text{ Mpc}/h_{50}$).



Já o raio externo é mal definido devido à gradual fusão do aglomerado com as galáxias de fundo. É possível, no entanto, definir o raio gravitacional como sendo a dimensão radial em que a energia potencial gravitacional é aproximadamente igual à sua energia cinética média

$$R_g = 2GM/3\sigma_v^2 \sim 3 \text{ Mpc}/h_{50} (M/10^{15} M_\odot) / (\sigma_v/1000 \text{ km/s})$$

sendo σ_v a dispersão de velocidade das galáxias. Por outro lado o tempo de cruzamento das galáxias é

$$t_{cr} = R/\sigma_v \sim 6 \times 10^8 \text{ anos } (R/\text{Mpc}) / (\sigma_v/1000 \text{ km/s})$$

Indicando que as galáxias nas regiões externas ainda não tiveram tempo suficiente para cruzar os aglomerados várias vezes na idade de Hubble.

Qual deve ser a distância de uma galáxia ao centro de um aglomerado para que $t_{cr} \sim t_{\text{Hubble}}$?

A dimensão externa do halo dos aglomerados é muito difícil de ser avaliada mas alguns autores acreditam que

$$R_h \sim 20 R_c \sim 5 h_{50}^{-1} \text{ Mpc}$$

Outro resultado importante é que a massa total dos aglomerados de galáxias é enorme e pode ser inferida a partir do teorema do Virial

$$M = \sigma_v^2 / G R_e \sim 0,7 \times 10^{15} M_{\odot} (\sigma_v / 1000 \text{ km/s}) (R_e / \text{Mpc})$$

onde σ_v é a dispersão de velocidades e R_e o raio efetivo contendo metade da luminosidade do aglomerado. Se considerarmos um aglomerado como o de Coma a sua massa é

$$M_{\text{coma}} \sim 4,7 \times 10^{15} M_{\odot} / h_{50}$$

Enquanto que a sua luminosidade é

$$L_{\text{coma}} \sim 10^{13} L_{\odot} / h_{50}^2$$

Em consequência a razão massa/luminosidade do aglomerado de Coma é $M/L \sim 150 h_{50} M_{\odot} / L_{\odot}$ implicando na presença de uma enorme quantidade de matéria escura espalhada no seu interior.

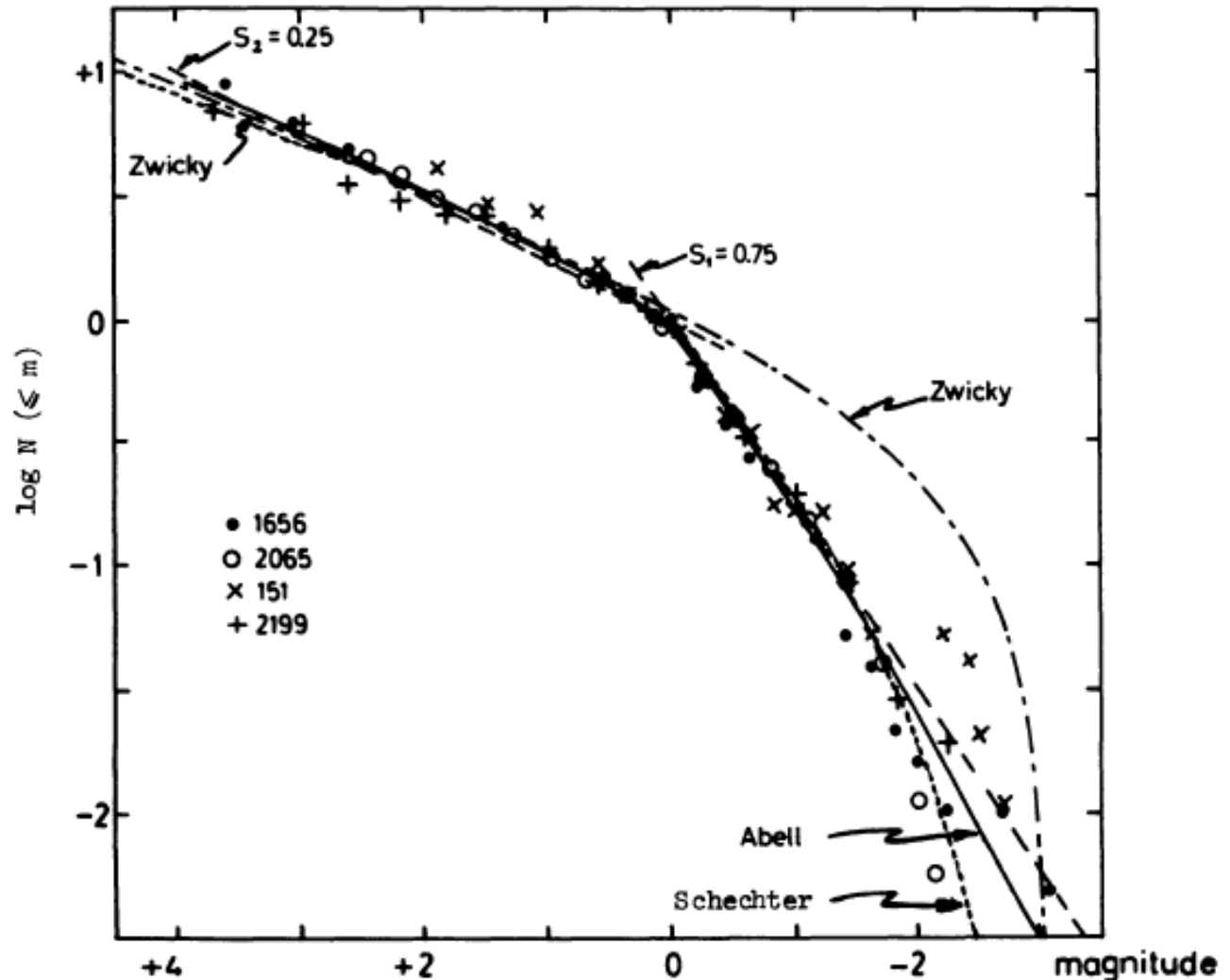
Qual deveria ser a dimensão do halo de matéria escura das galáxias para que toda a matéria escura estivesse atrelada às galáxias? Qual deve ser a proporção de matéria bariônica nos aglomerados de galáxias?

A função de luminosidade dos aglomerados é definida como o número integrado de galáxias com magnitude inferior a uma dada magnitude $N(<m)$. Existem várias formulações e uma das preferidas é a função de Schechter em que o número de objetos com luminosidade entre L e $L+dL$ é

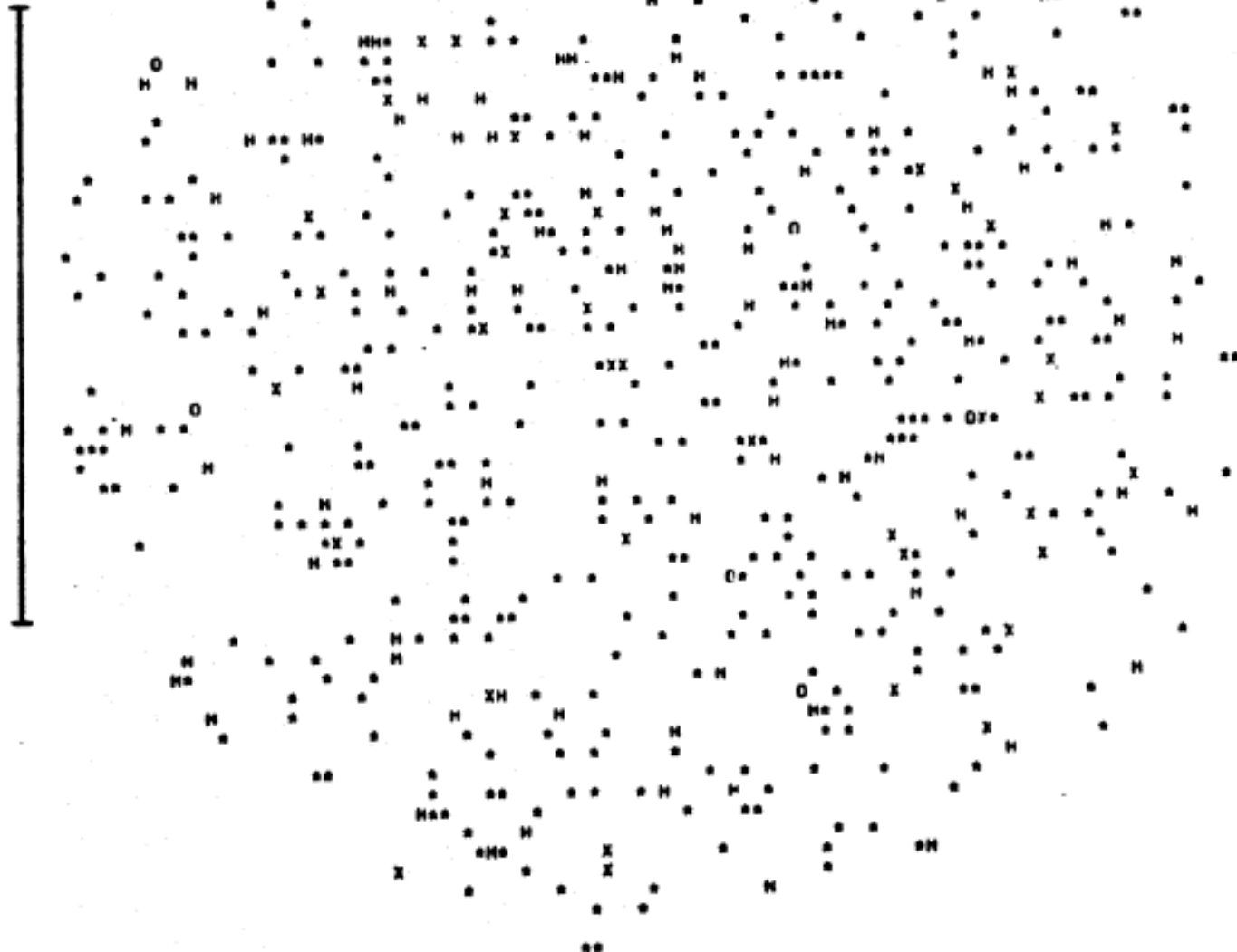
$$N(L)dL = N_*(L/L_*)^\alpha \exp(-L/L_*) d(L/L_*)$$

sendo $\alpha \sim -1,25$.

A luminosidade onde ocorre a quebra entre a lei de potência e o comportamento exponencial é conhecida como a luminosidade característica e corresponde aproximadamente a $M_{*V} \sim -21,5$ mag. Esta expressão é adequada desde que se exclua as galáxias do tipo cD.



O $4,0 M_* > M > 1,6 M_*$
 X $1,6 M_* > M > 0,64 M_*$
 H $0,64 M_* > M > 0,26 M_*$
 * $0,26 M_* > M$



A formação e desenvolvimento dos aglomerados de galáxias ocorreu em uma era cosmológica relativamente recente ($Z \sim 1-2$) quando as galáxias já estavam formadas. Em 1976 White ([MNRAS, 177, 717](#)) apresentou as principais fases de desenvolvimento deste processo.

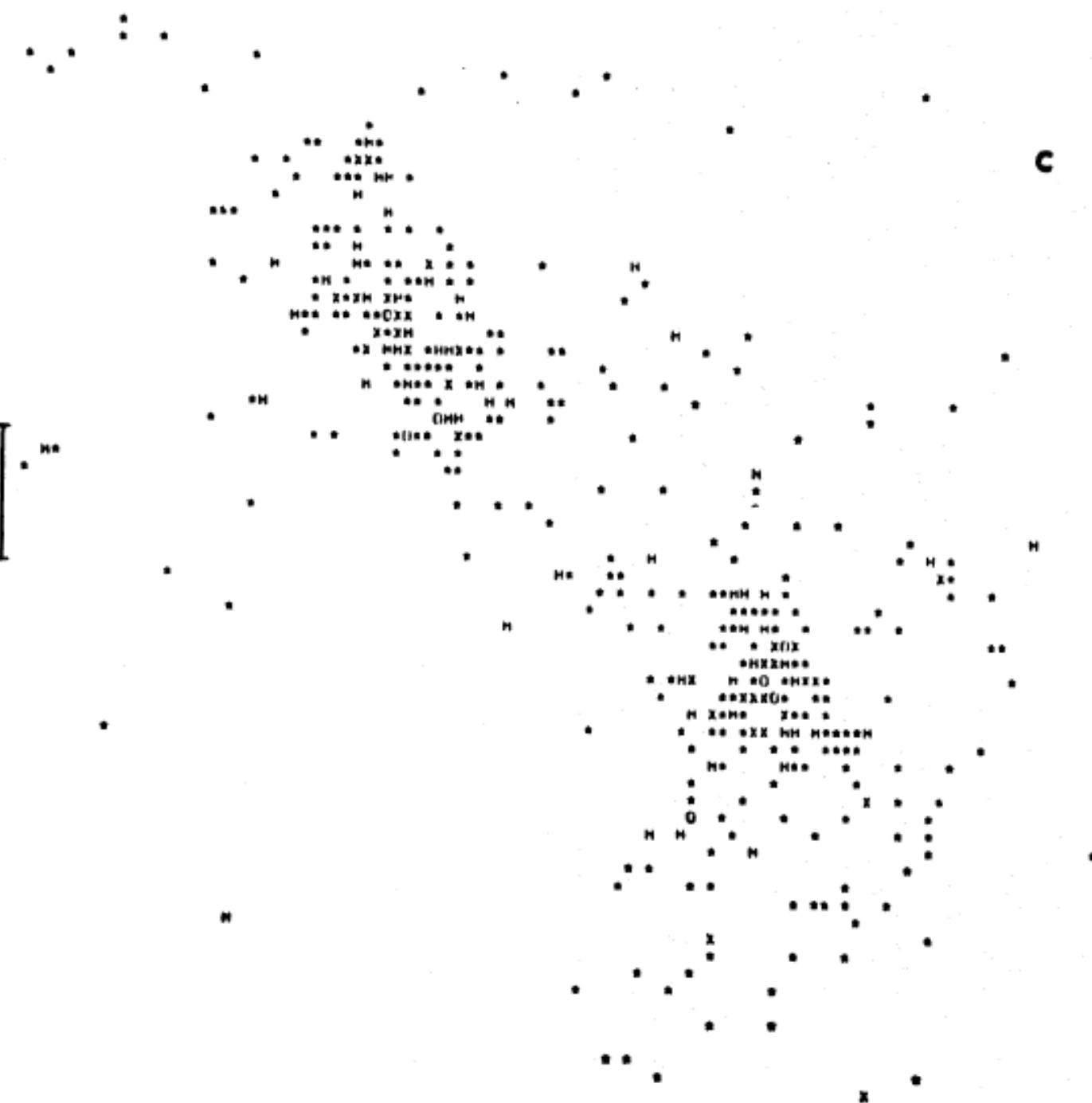
As principais hipóteses utilizadas foram:

1. A maior parte da massa do aglomerado está concentrada nas galáxias na mesma proporção da sua contribuição luminosa.



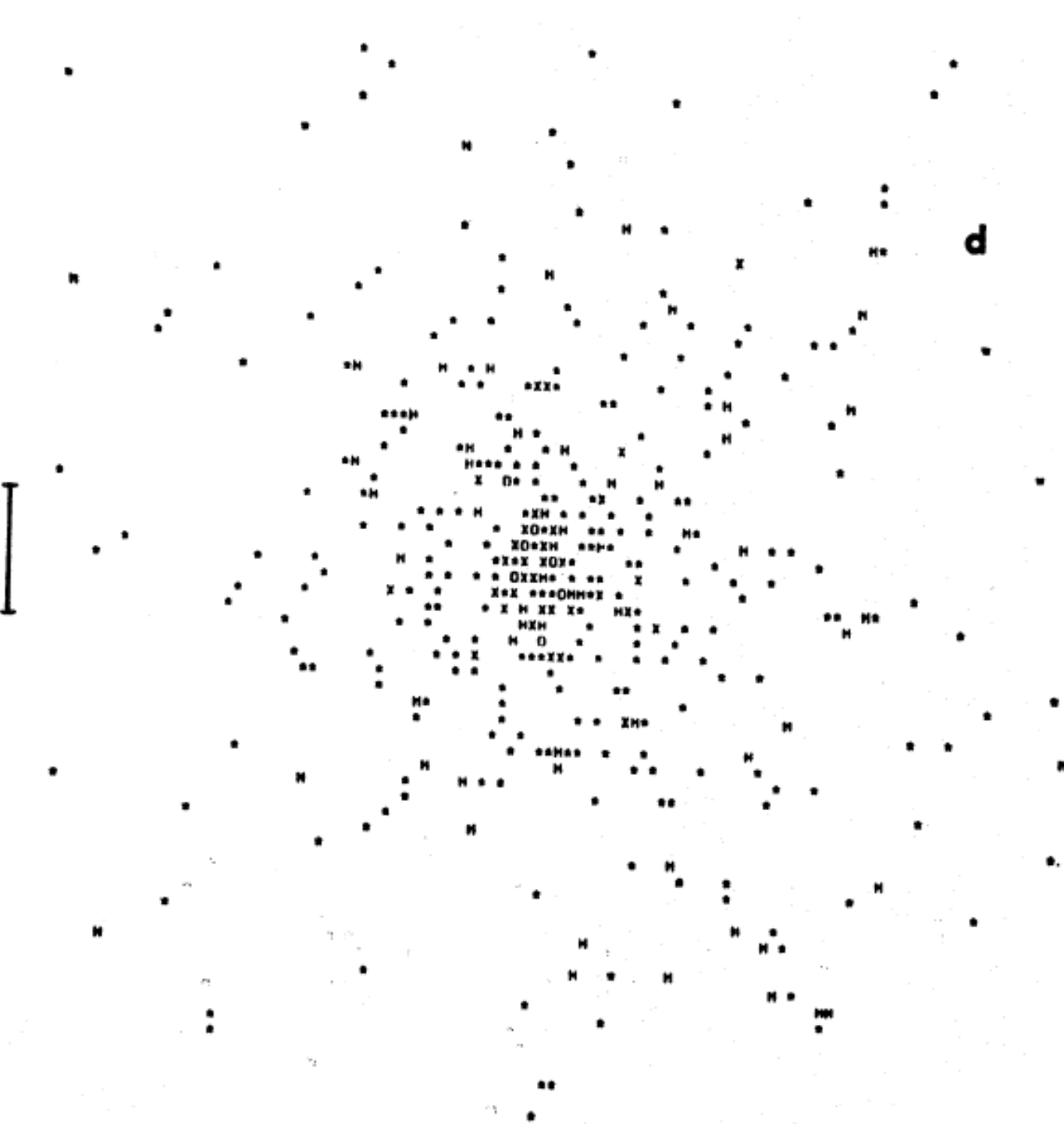
2. As galáxias se formaram antes do colapso do aglomerado em uma estrutura com pequenos movimentos aleatórios.
3. Os efeitos de maré e encontros são importantes apenas na região central dos aglomerados.

Inicialmente as 700 galáxias foram distribuídas aleatoriamente com as luminosidades previstas pela função de luminosidade de Schechter. Posteriormente as suas posições foram calculadas pelo código de N-corpos.

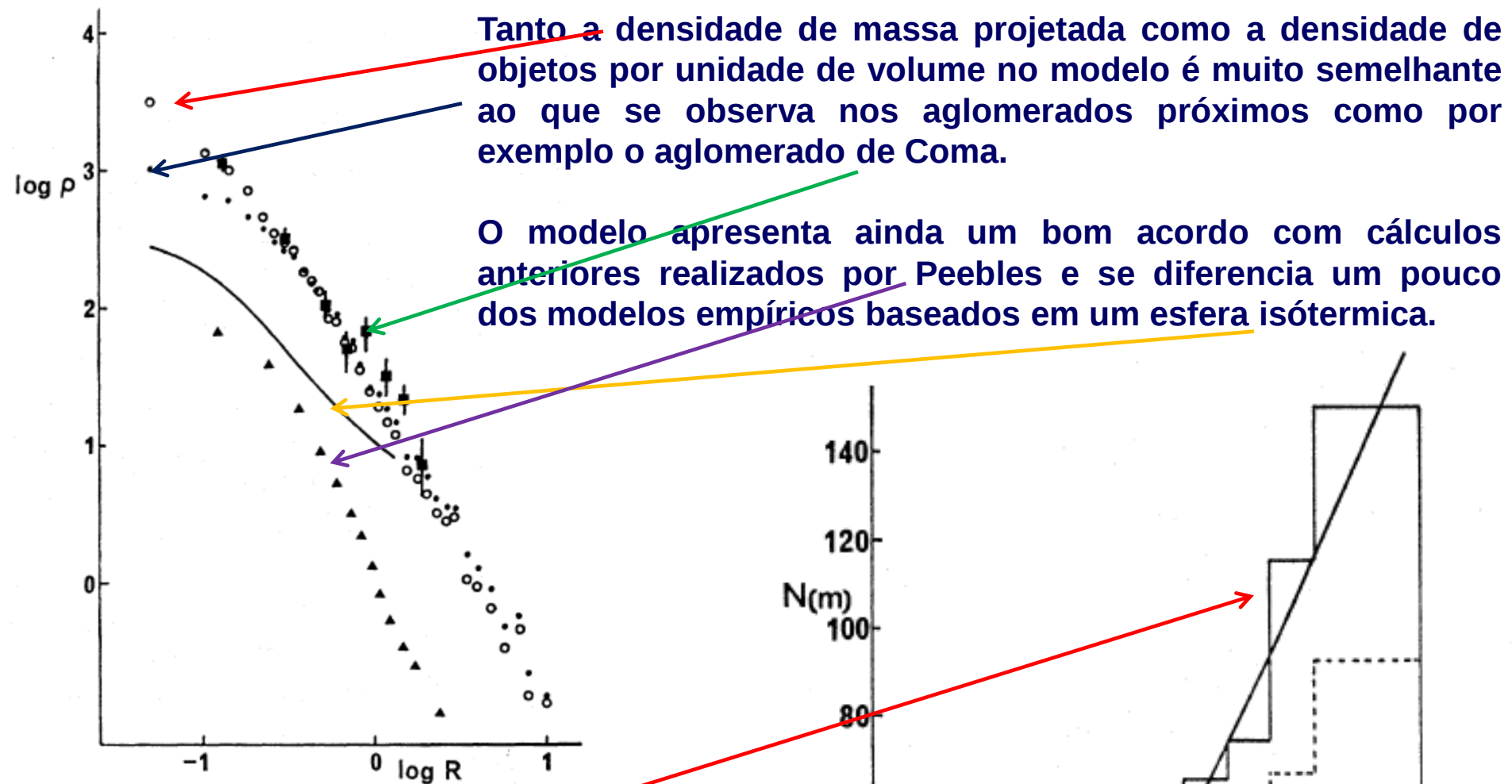


Logo no início percebe-se que as galáxias mais massivas (H) provocam uma perturbação de densidade apreciável formando subestruturas no seu entorno.

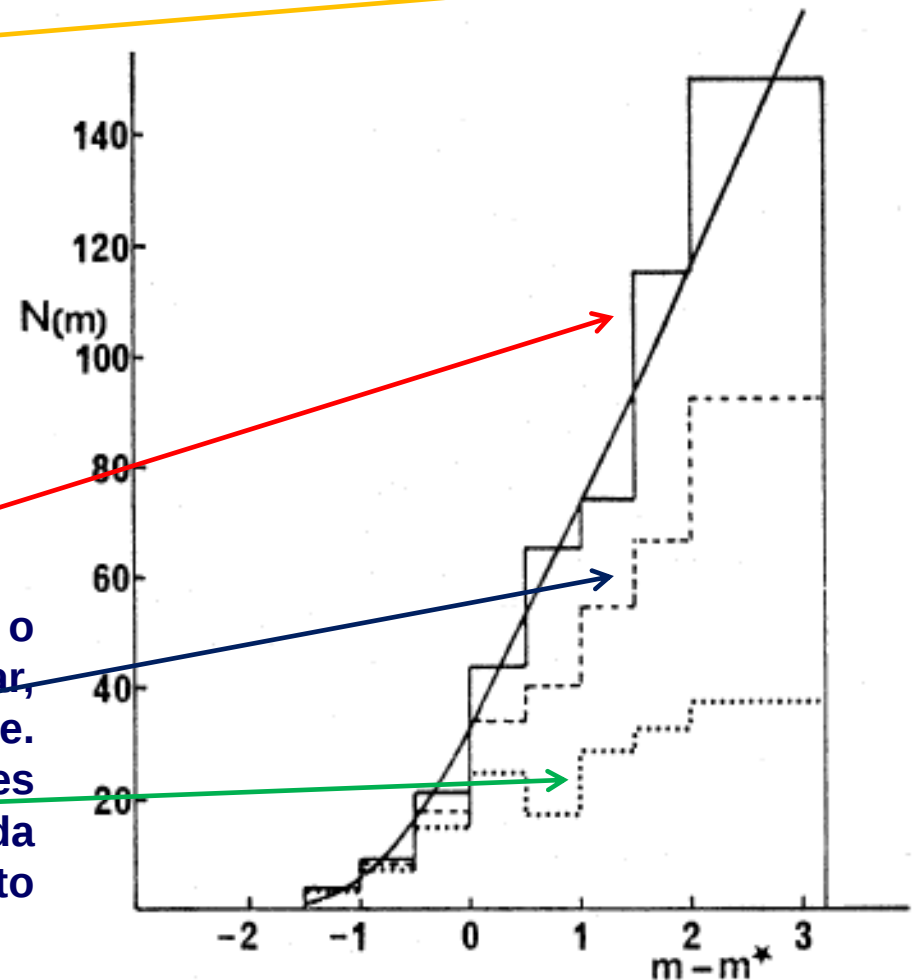
O modelo mostra o mesmo tipo de anisotropia observada nos aglomerados de galáxias observados no Universo local.



À medida em que o processo continua o sistema se aproxima do estado de virialização mas ainda é possível perceber-se a presença das inhomogeneidades iniciais.



A função de luminosidade final de todo o aglomerado segue, como seria de se esperar, a função de Schchter utilizada inicialmente. Porém a função de luminosidade nas regiões centrais é progressivamente mais enriquecida em galáxias luminosas indicando um certo grau de segregação de massa.



A dispersão de velocidade do modelo em anéis circulares, em unidades arbitrárias, foi estimada ponderando-se por massa e por número de objetos. Observa-se, em decorrência da segregação de massa, que a dispersão de velocidades das partículas mais pesadas é sistematicamente menor do que aquela das partículas mais leves. Mas a diferença é pequena e difícil de ser aferida empiricamente. Dado que o número de objetos é relativamente reduzido.

Mean distribution of the rms line-of-sight velocity dispersion in the final model

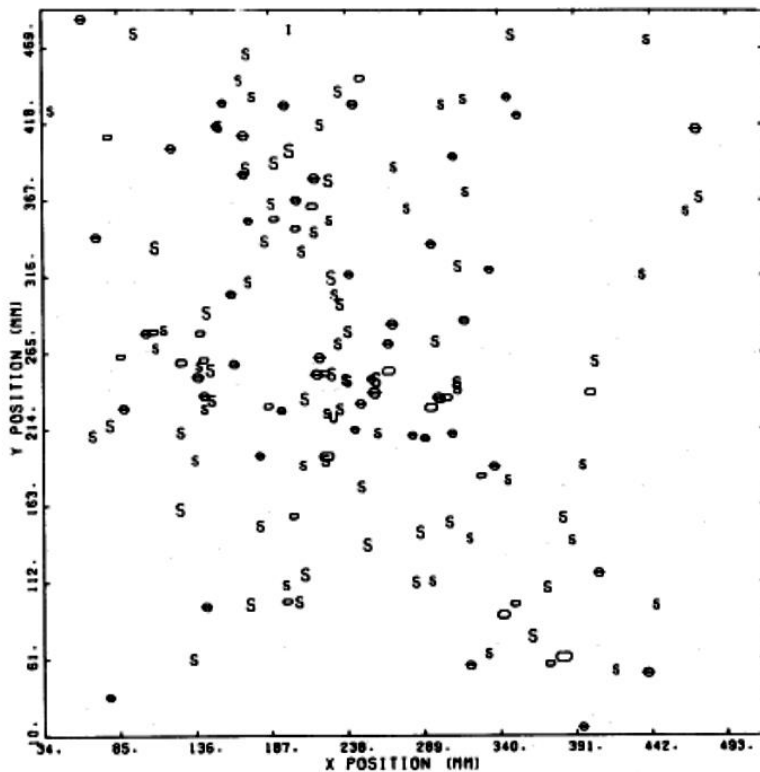
R	$\sigma_{t, m}$	$\sigma_{t, n}$	$\sigma_{h, n}$	$\sigma_{l, n}$	N_h	N_l
0.18	14.5	16.3	14.3	17.2	404	366
0.32	13.8	15.2	13.3	16.0	208	483
0.48	11.6	12.6	10.7	13.2	164	569
0.71	10.8	11.1	10.8	11.2	117	594
1.05	9.1	9.4	8.7	9.6	105	620
1.66	7.4	7.4	7.6	7.4	109	683
2.67	6.8	7.0	5.7	7.0	81	672
4.3	6.8	6.6	7.9	6.6	97	713
7.8	5.3	5.5	5.0	5.5	65	635
21.5	7.0	6.9	7.5	6.8	150	665

O grau de inhomogeneidades presente nos estágios iniciais das simulações é bastante consistente com as observações de aglomerados irregulares como Virgo. A fusão contínua das subestruturas indica que aglomerados desta classe ainda estão na fase inicial de formação.

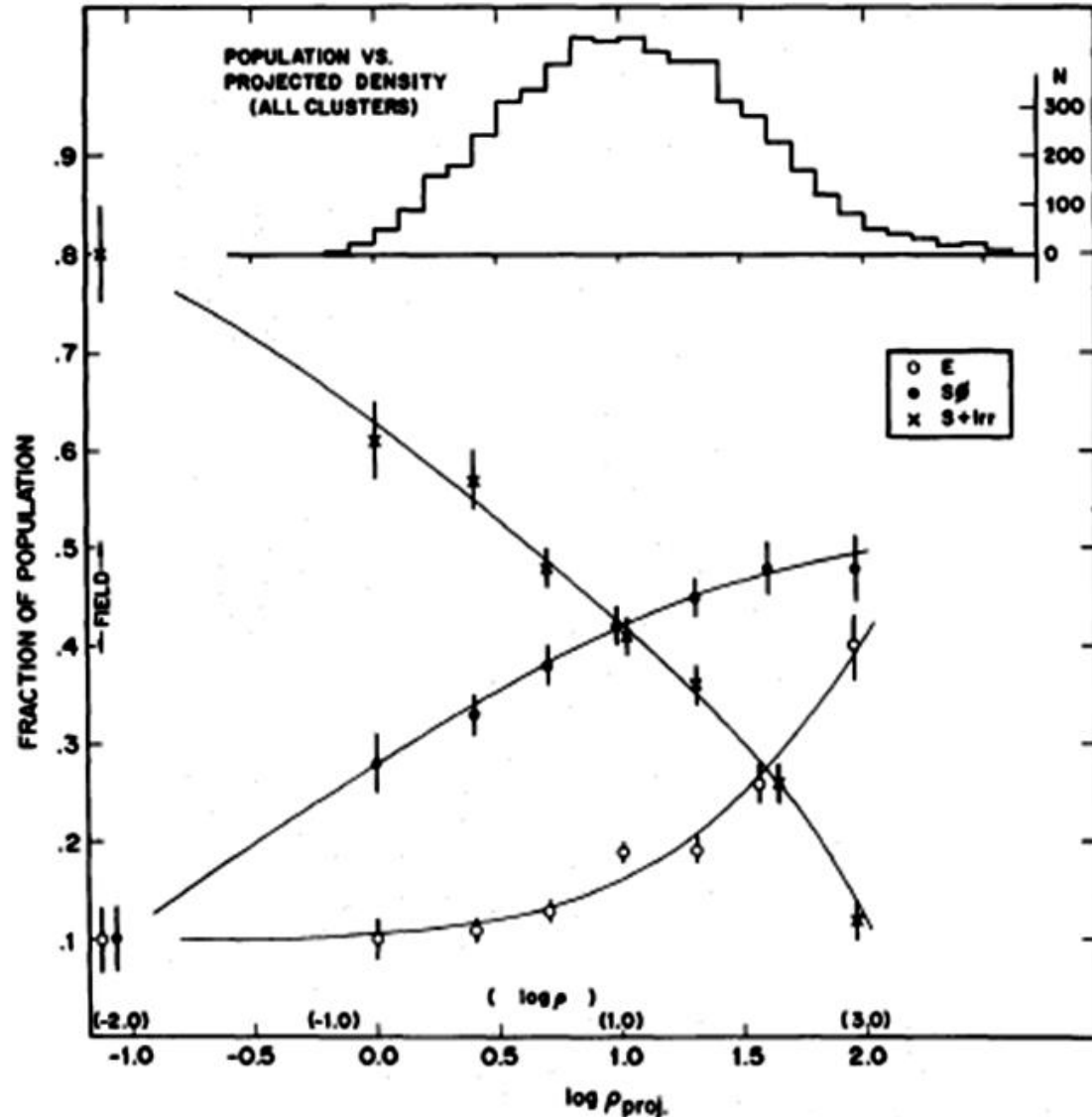
A comparação deste modelo com o aglomerado de Coma mostra que a massa total do aglomerado deve ser da ordem de $(2,36 \pm 0,36) \times 10^{15} M_{\odot}$ para $H_0 = 50$ km/s/Mpc. Este resultado implica que a razão massa-luminosidade das galáxias deve ser da ordem de $(258 \pm 36) M_{\odot}/L_{\odot}$.

ABELL 2151

1 Mpc



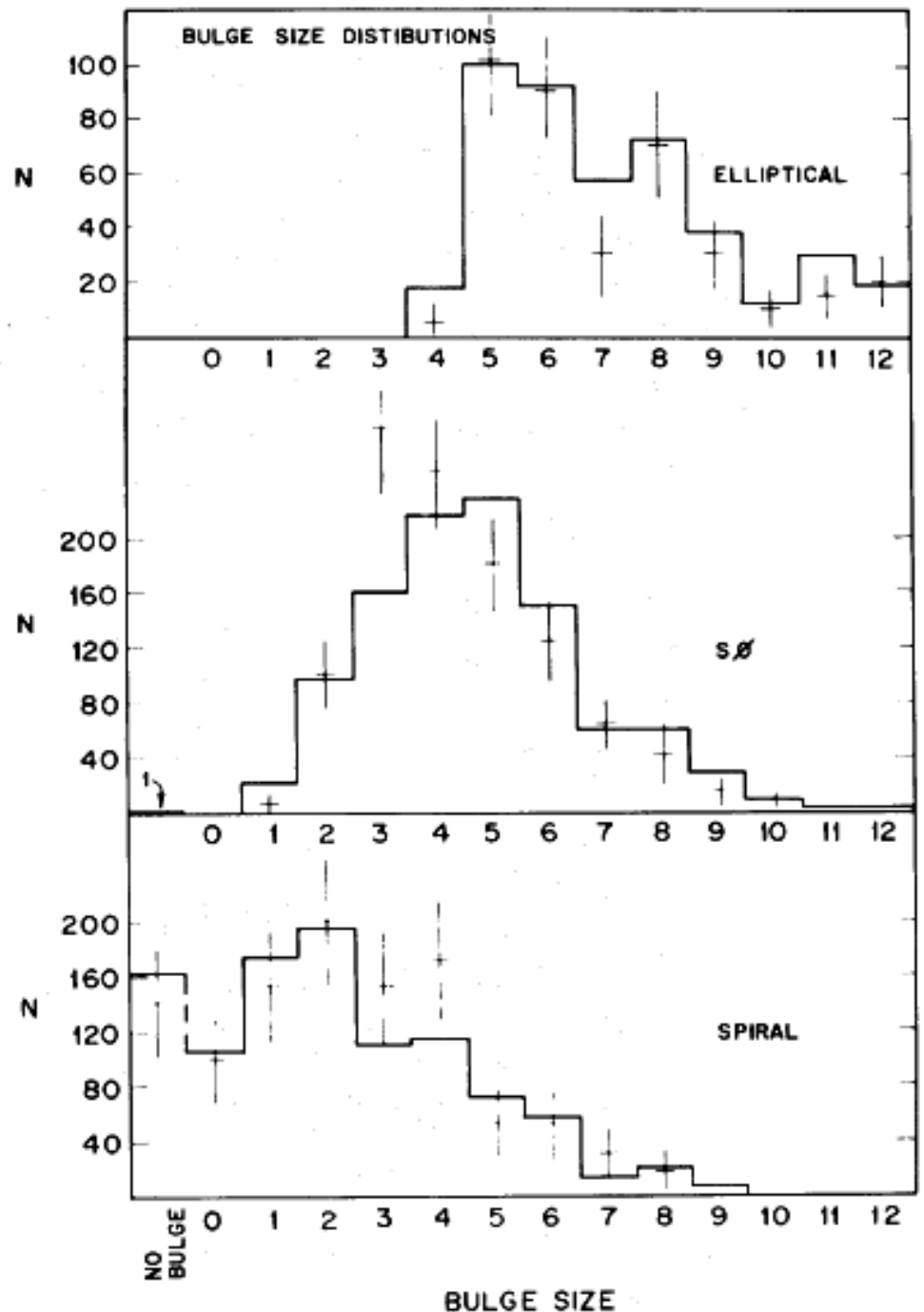
Quantas galáxias elípticas existem para cada galáxia espiral na região central das galáxias? E na região externa?

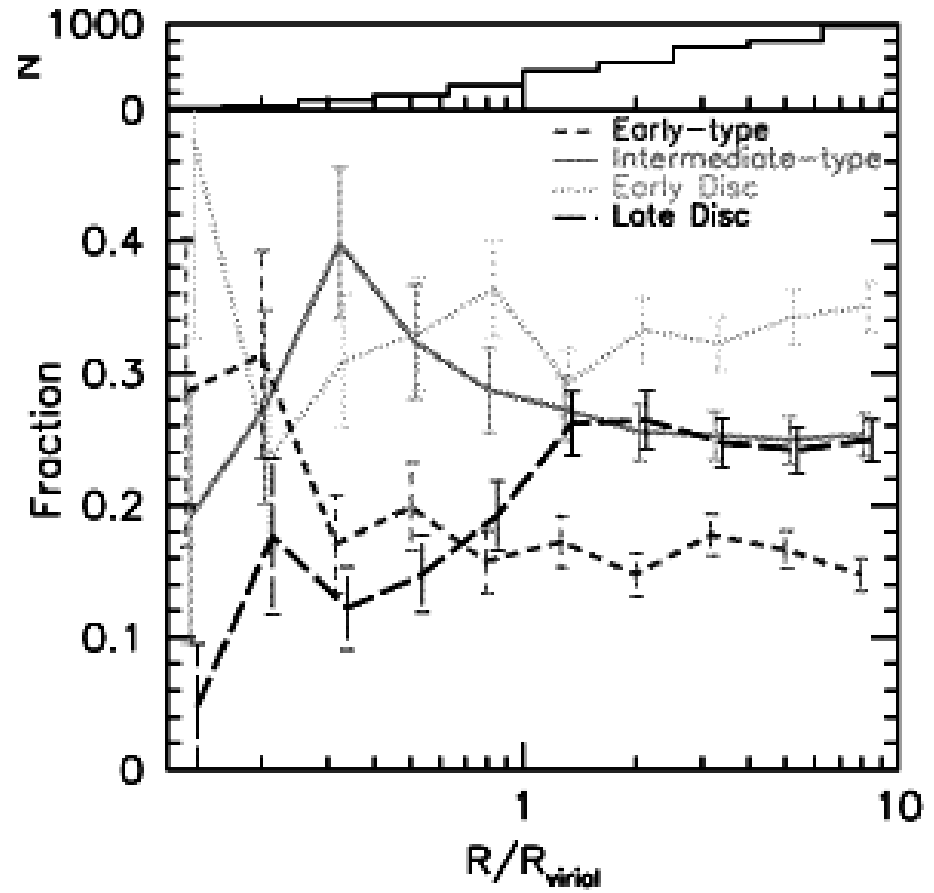
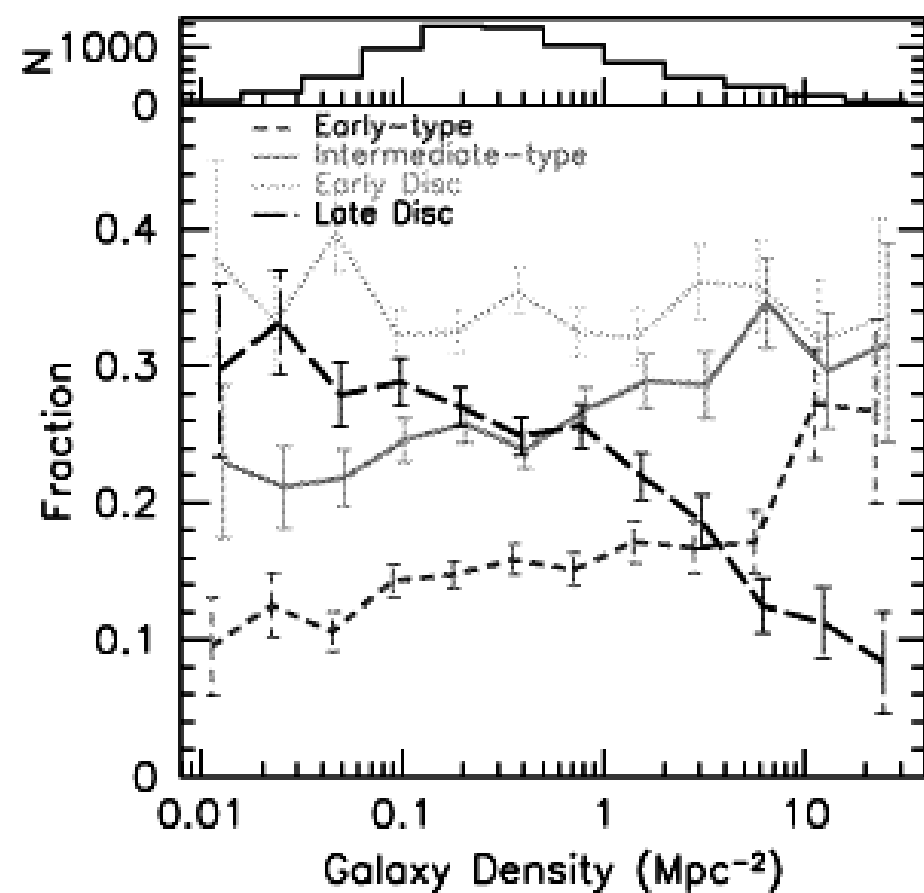


Uma descoberta muito importante foi publicada por Dressler ([1980, ApJ, 236,351](#)) mostrando que os tipos morfológicos não estão distribuídos aleatoriamente no interior dos aglomerados. Na verdade as galáxias elípticas são encontradas preferencialmente nas regiões de alta densidade enquanto as espirais são encontradas nas regiões de densidade menor.

Seria tentador imaginar que esta relação morfologia-densidade resultasse da remoção de gás do disco das galáxias espirais nos aglomerados mais densos. Mas esta não parece ser uma boa hipótese. Primeiro, porque a mesma relação existe em aglomerados ricos e pobres e existem galáxias S0 mesmo no campo. Em segundo lugar, se removermos o gás dos discos das espirais mantendo o seu bojo intacto então a distribuição dos bojos das galáxias espirais e S0 deveriam ser virtualmente idênticas. Mas este não é o caso como se vê na figura ao lado. As S0 apresentam um bojo mais desenvolvido.

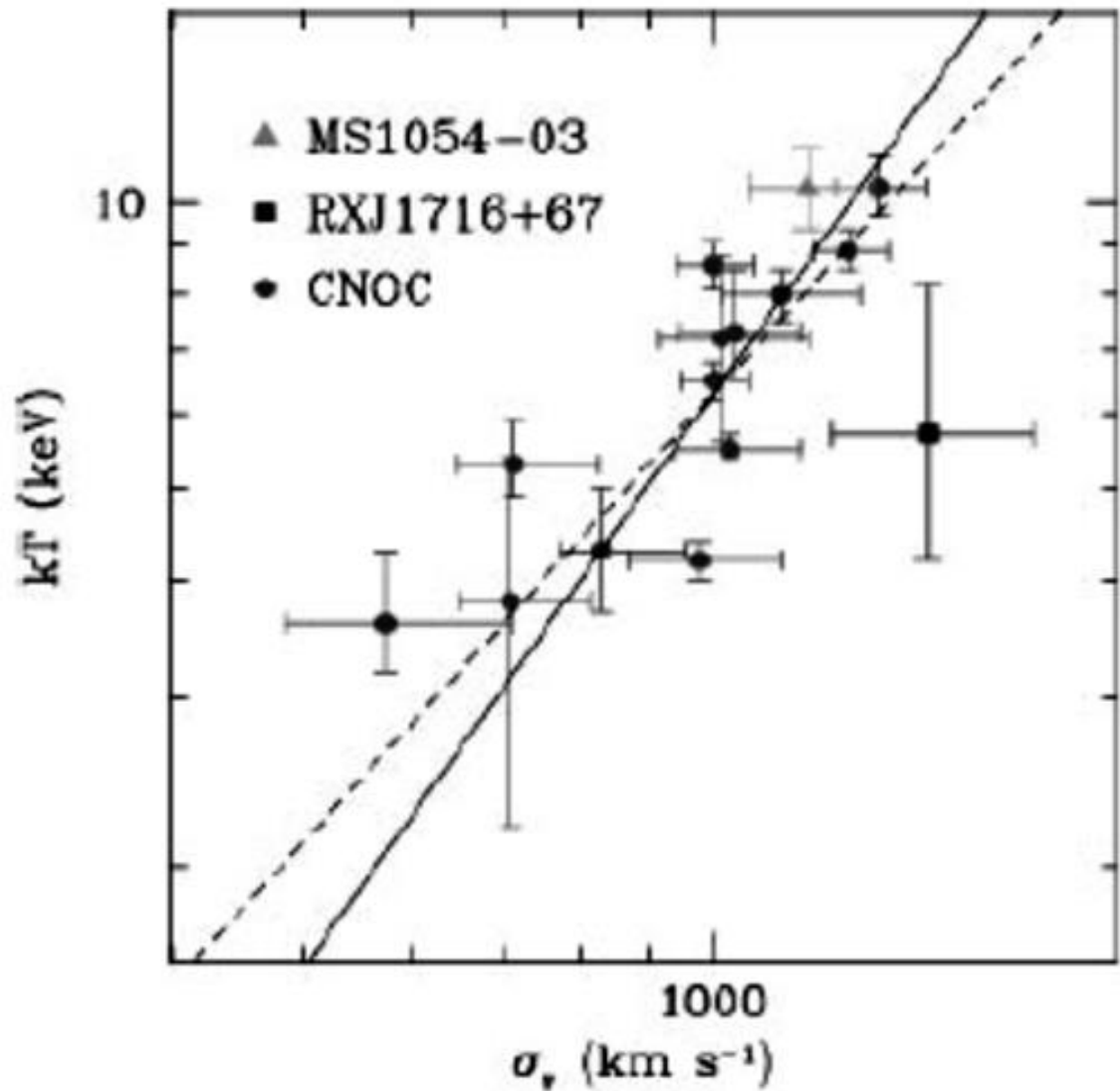
Uma possível explicação é que durante a fase inicial de formação dos aglomerados as protogaláxias em regiões mais densas foram estimuladas por efeito de maré a formar um bojo maior dando origem assim às galáxias S0.





Recentemente este resultado foi novamente verificado usando a base de dados do SDSS (Goto et al, [2003, MNRAS, 346, 601](#)) utilizando um esquema automático de classificação morfológica. Uma forma alternativa de representar esta relação consiste em representar a fração de galáxias de um dado tipo morfológico em função da distância radial dos objetos. Observa-se que as galáxias espirais dominam para distâncias menores que o raio de Virial ($R_v = GM/\sigma_v^2$) enquanto as elípticas dominam na região interna.

Acredita-se atualmente que os aglomerados de galáxias se formaram pelo processo de colapso de grandes e raros picos de perturbações cosmológicas no Universo primordial. Neste colapso, em escalas de vários Mpc, os bárions, que correspondem a ~15% da matéria do Universo, acompanharam a evolução da matéria escura. Por este motivo uma fração importante do gás ficou depositada na região central e se comprimiu adiabaticamente a temperaturas elevadas o suficiente permitindo a emissão de raios-X. As observações mostram que a temperatura do gás intra-aglomerado depende diretamente da profundidade do poço de potencial gravitacional



$$kT \sim \mu m p \sigma_v^2 \sim 6 \text{ keV} (\sigma_v / 1000 \text{ km/s})^2$$

como se observa na figura
([Rosati et.al, 2002, ARAA, 40, 539](#))

Porque os aglomerados com maior dispersão de velocidades devem ter maior temperatura do gás?

Em temperaturas tão elevadas o gás preso no potencial dos aglomerados se encontra totalmente ionizado e deve emitir fótons através do processo de bremsstrahlung sendo a sua emissividade dominante determinada por

$$\varepsilon_v = A n_e n_i g(n, T) T^{-1/2} \exp(h_n / KT)$$

sendo $g(n, T)$ o fator de Gaunt determinado pela mecânica quântica. Além desta emissividade ainda existe um termo adicional determinado pela emissão de linhas metálicas em uma componente mais fria. A luminosidade integrada de um aglomerado se situa na faixa $L_X = 10^{43-45}$ erg/s. Esta elevada luminosidade permite que os aglomerados sejam identificados a grandes distâncias de interesse cosmológico.

Se considerarmos que o gás tem uma distribuição aproximadamente esférica este deve se encontrar em equilíbrio hidrostático no potencial gravitacional do aglomerado

$$dP/dr = -GM(r)\rho_g(r)/r^2$$

e considerando-se uma equação de estado de um gás ideal

$$P = \rho_g kT / \mu m_p$$

concluimos que a massa de gás no interior de uma dimensão radial r deve ser

$$M(r) = -kTr / G\mu m_p \left(\frac{d \ln \rho}{d \ln r} + \frac{d \ln T}{d \ln r} \right)$$

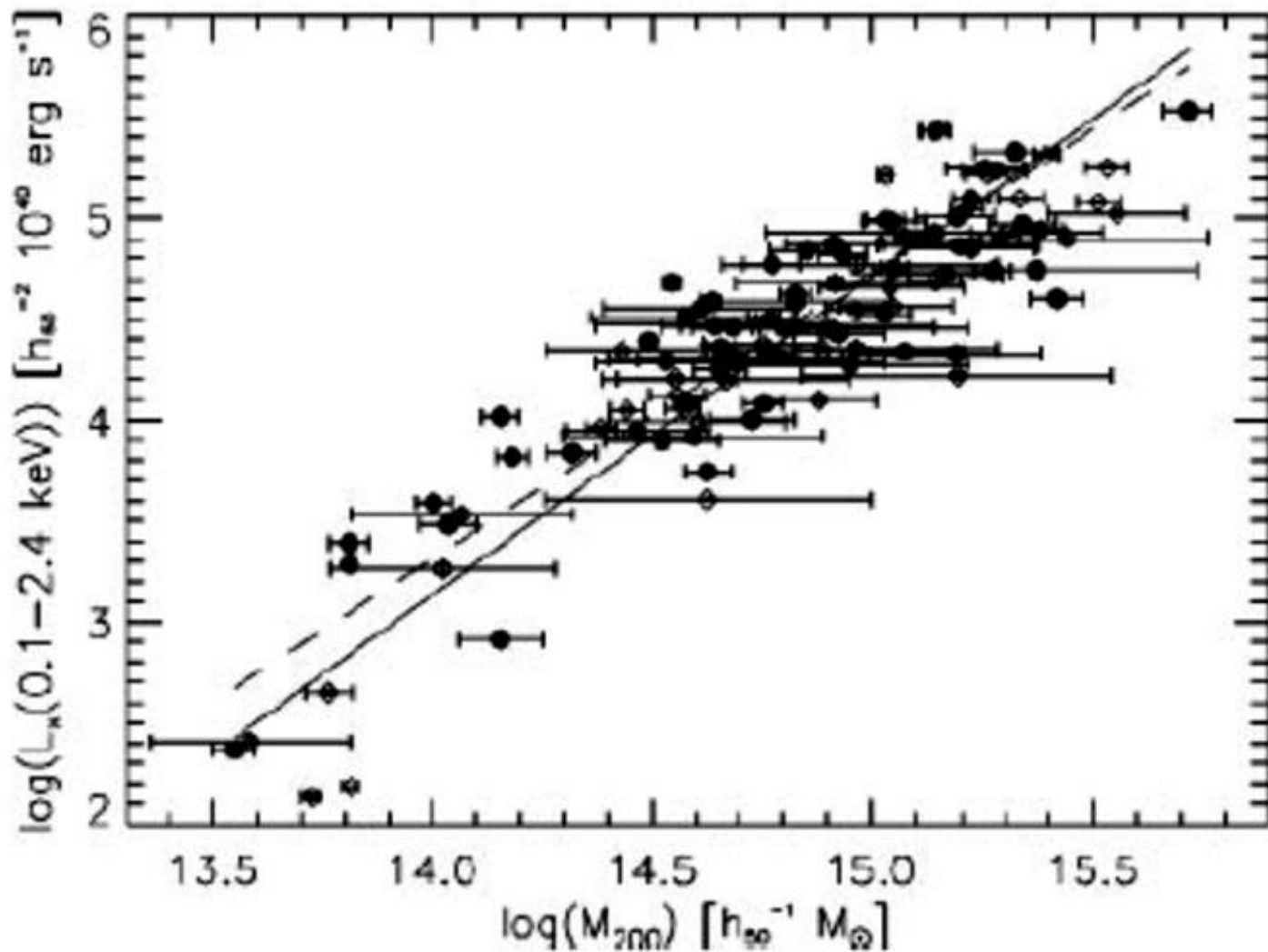
Uma descrição empírica aproximada para a distribuição de gás é dada pela expressão

$$\rho_g = \rho_{g0} (1 + r^2/r_c^2)^{-3\beta/2}$$

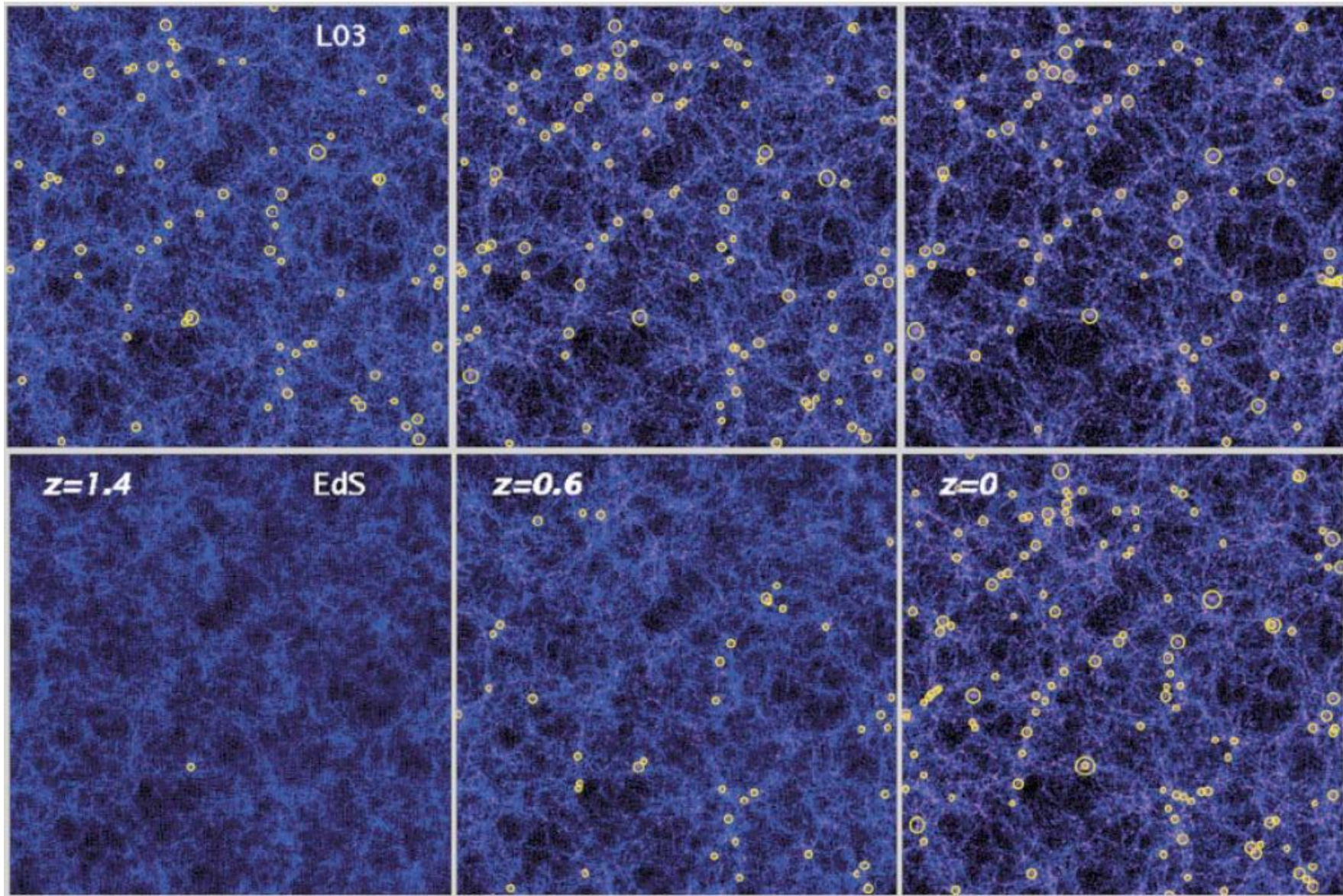
que descreve aproximadamente o comportamento de um gás isotérmico em equilíbrio hidrostático sendo o fator β igual à razão entre a energia cinética da matéria escura que domina o potencial e a energia térmica do gás. O resultado deste processo é que a luminosidade integrada dos aglomerados depende da massa total do aglomerado e segue a relação

$$L_x = a M_{200}^{1.8}$$

como se observa ao lado. Nesta relação a massa é estimada no interior da região virializada onde a densidade é 200 vezes superior à densidade crítica.

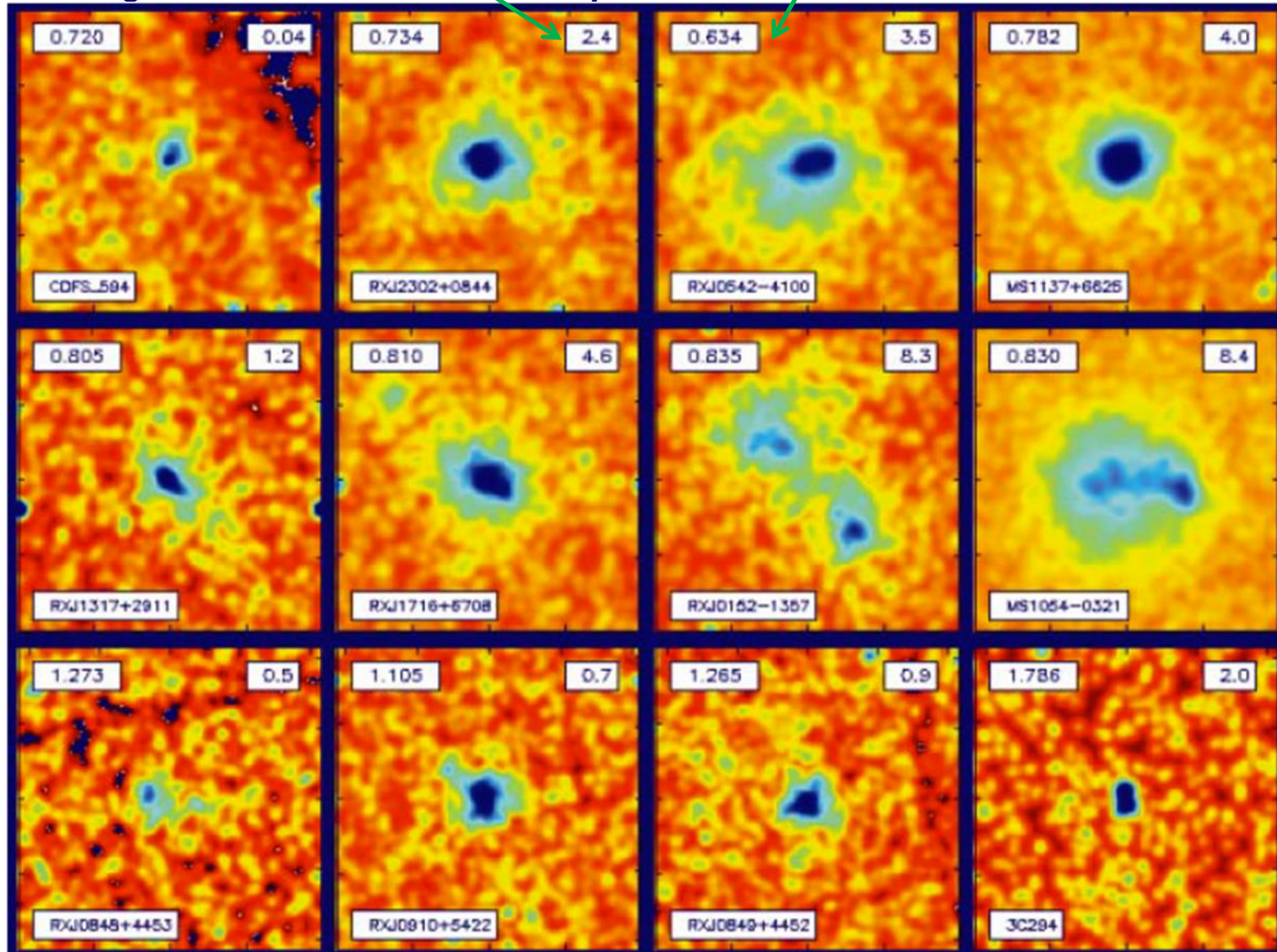


A evolução da emissão X dos aglomerados de galáxias é bastante dependente da cosmologia adotada. Mesmo que a distribuição em $z=0$ possa ser reproduzida no modelo EdS($\Omega_m=1$) a evolução deste é bem distinta do modelo de concordância cósmica L03 ($\Omega_m=0,3$, $\Omega_\Lambda=0,7$). Portanto, em princípio, deve ser possível discriminar o efeito evolutivo examinando a população dos aglomerados com temperatura superior a 3Kev .

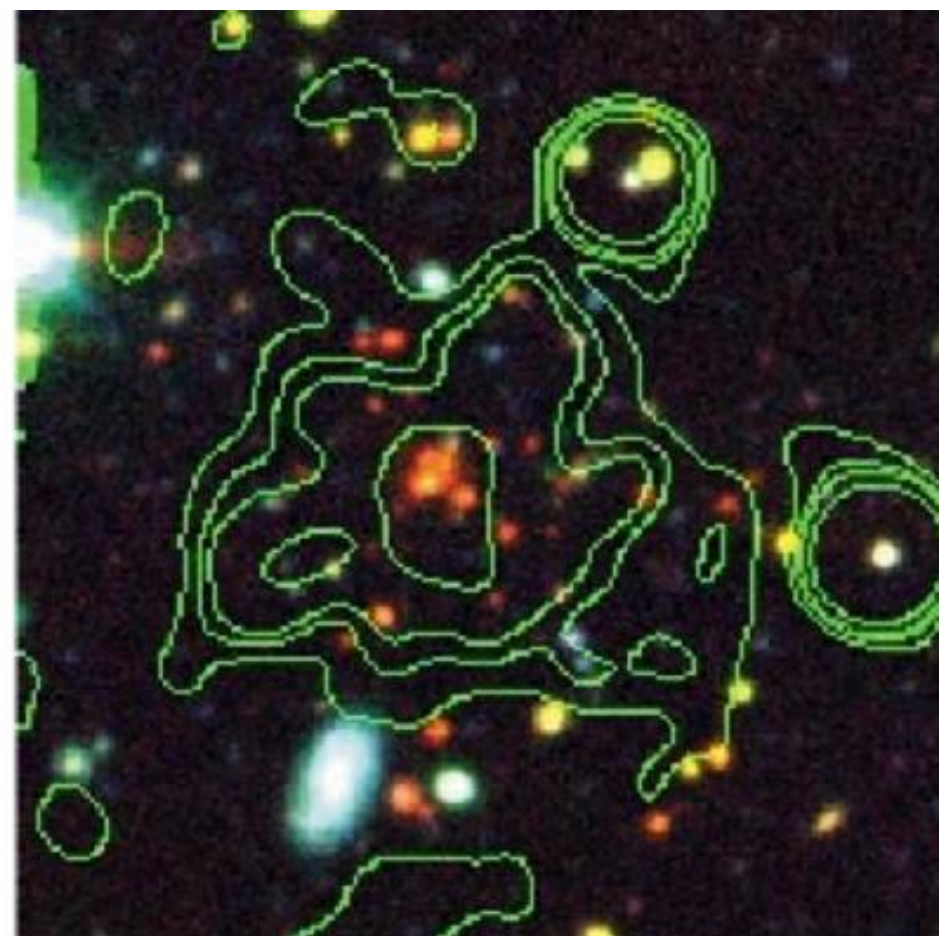
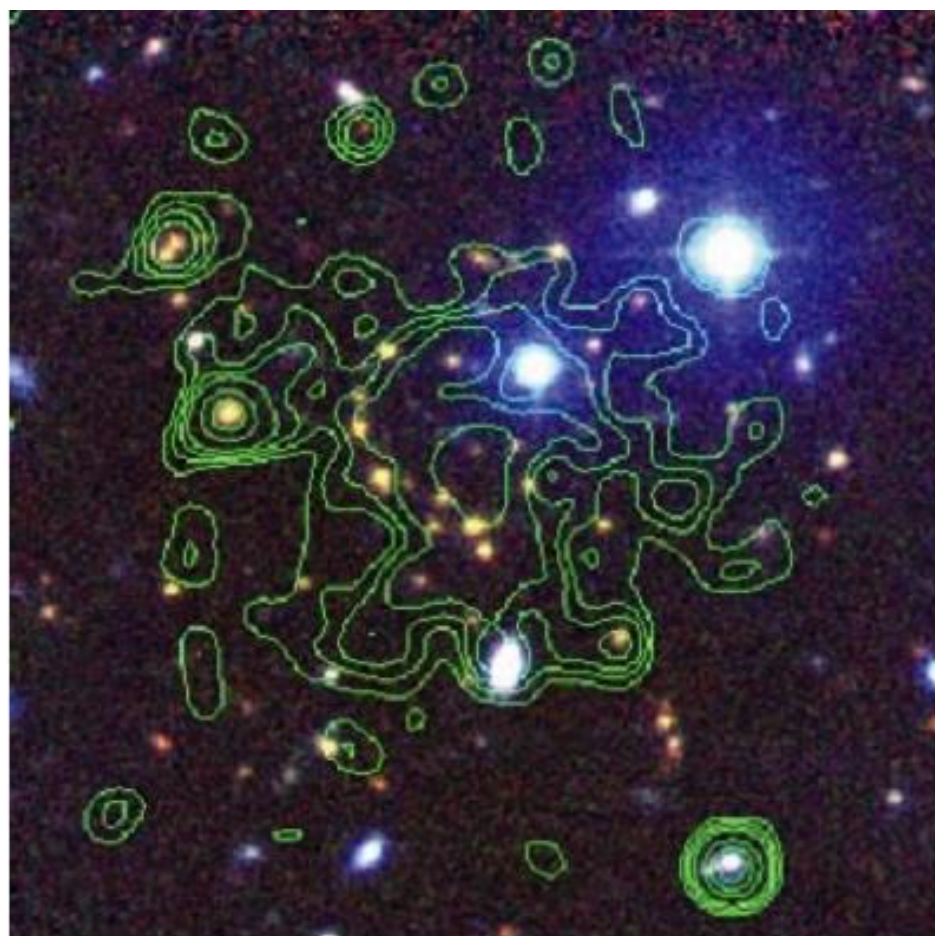


A identificação de aglomerados de galáxias em levantamentos ópticos é fortemente dependente da correção devido à contaminação de galáxias de campo acentuada ainda mais em redshifts mais elevados. A alternativa mais eficiente consiste em identificar aglomerados através da luminosidade L_x confirmando-se o redshift com observações espectroscópicas. Na figura abaixo temos um exemplo de uso desta técnica utilizando as

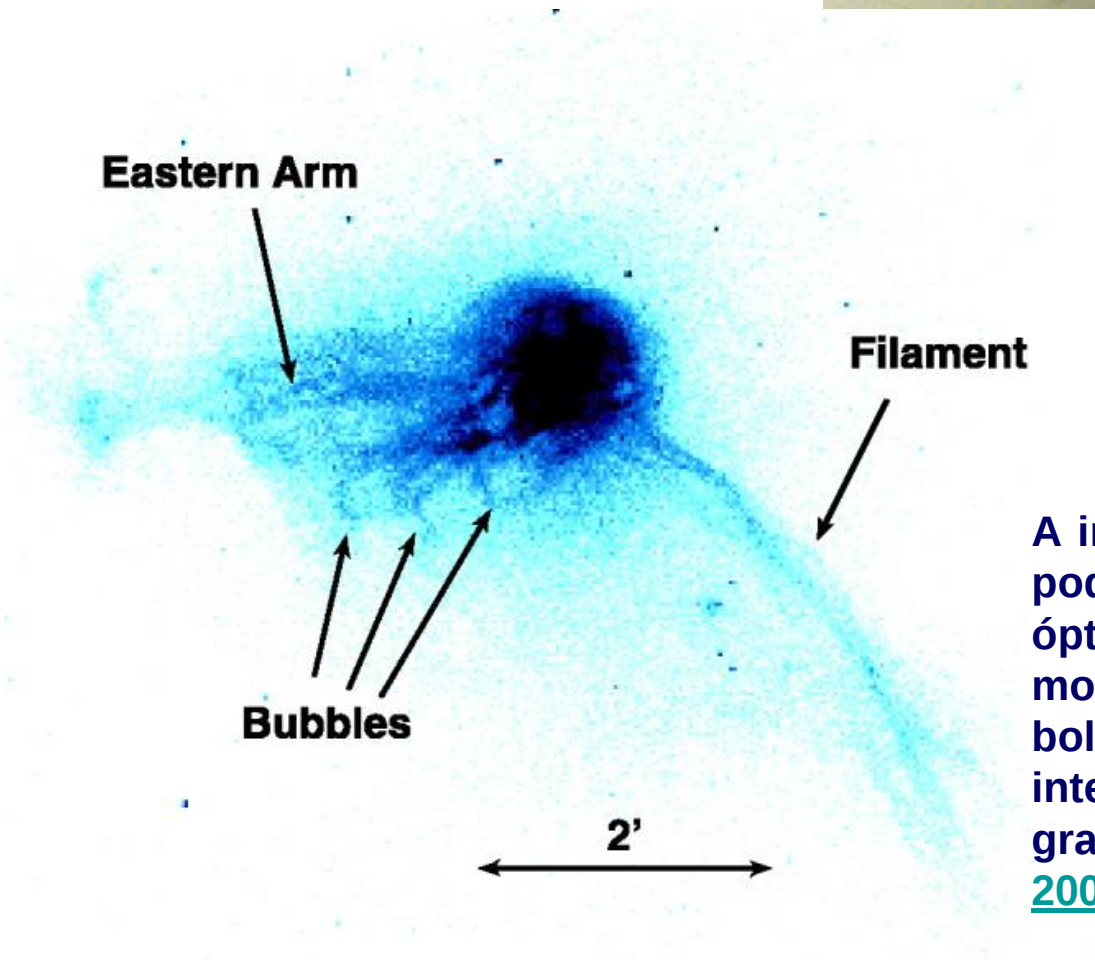
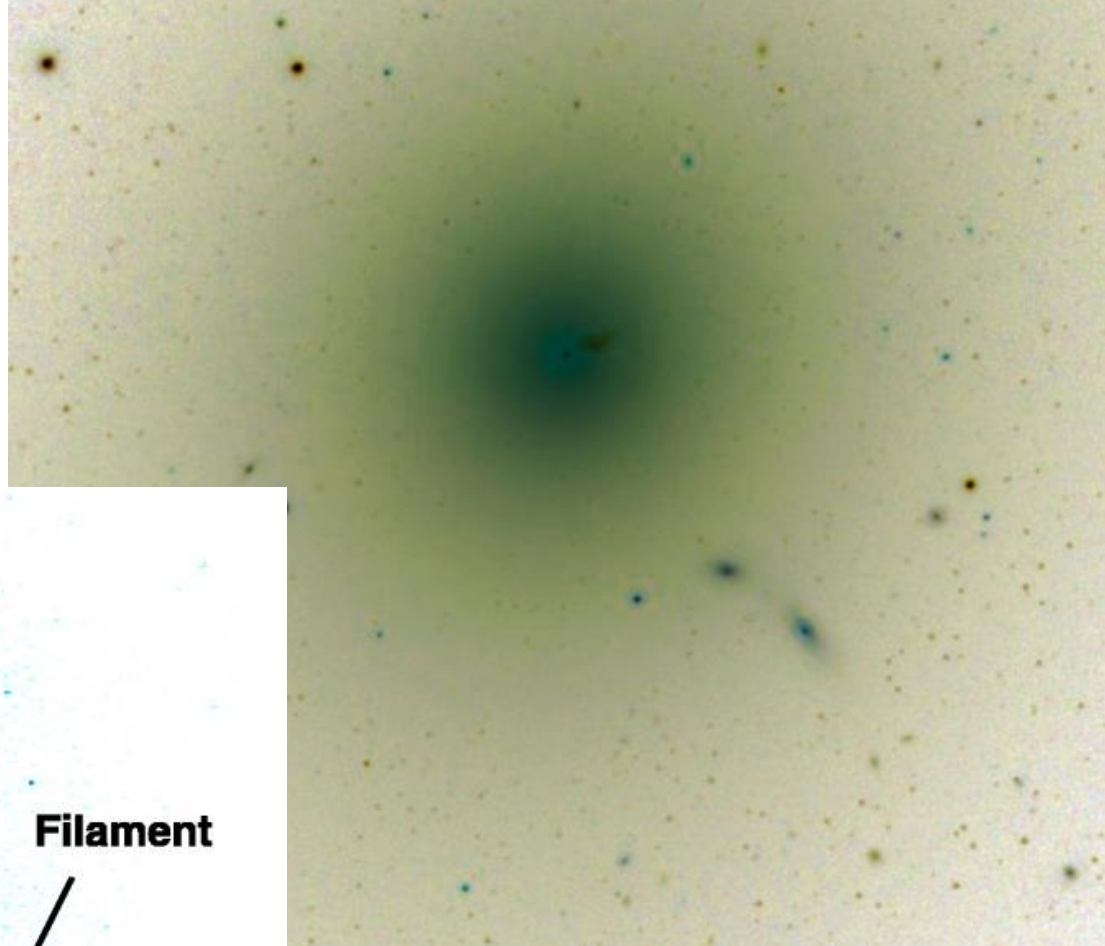
imagens do satélite Chandra. A grande vantagem é que a emissão X responde ao potencial gravitacional sendo mais intensa na região central gerando portanto imagens mais concentradas do que a distribuição de galáxias a qual ainda depende de correções incertas.



Exemplos de aglomerados selecionados através da emissão X e confirmados com observações no infravermelho próximo. O mapa obtido pelo satélite Chandra é indicado pelas isofotas na cor verde. No lado esquerdo temos um aglomerado em $z=1,11$ (Standford et al 2002) e no lado direito um aglomerado em $z=1,26$ (Rossati et al 1999).

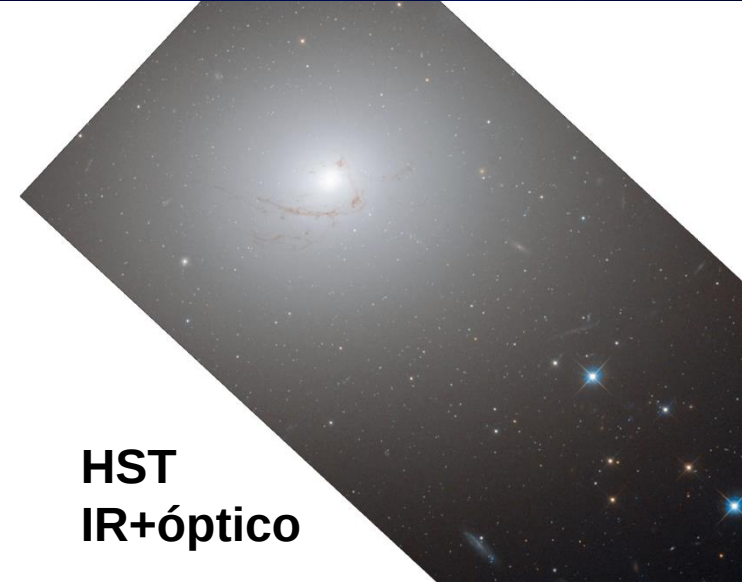
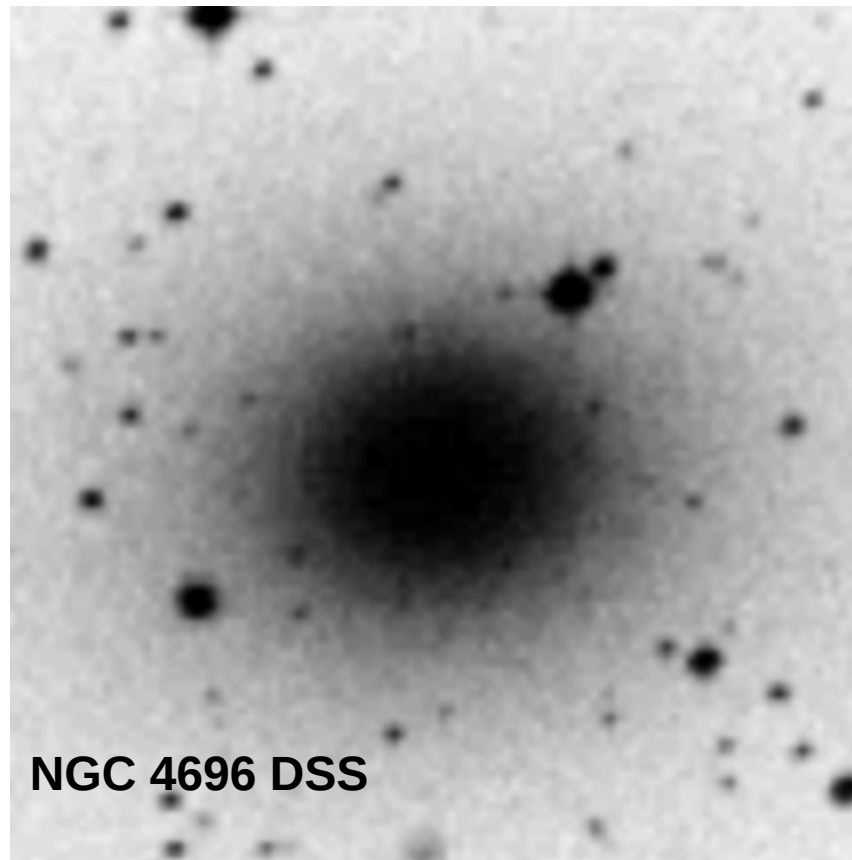
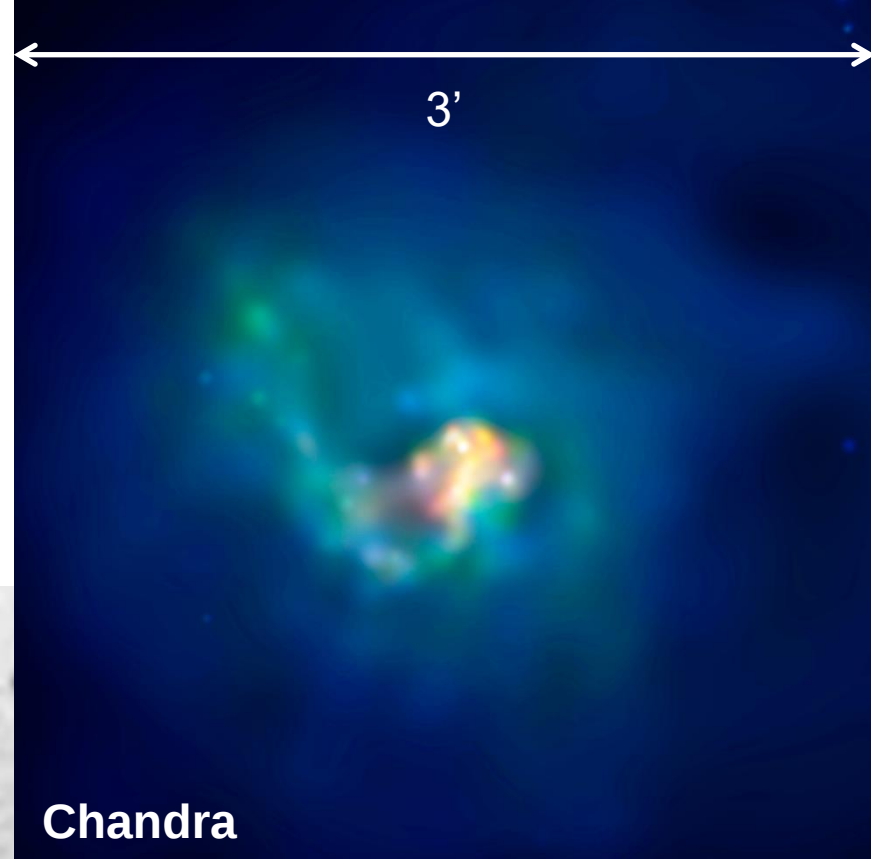


O gás intraglomerado tem em média uma abundância química $z \sim z_{\odot}/3$ indicando que parte dele deve ter sido processada pelas galáxias do aglomerado. Esta imagem de M87 em Virgo mostra como o gás quente pode interagir com as galáxias centrais dos aglomerados de galáxias.

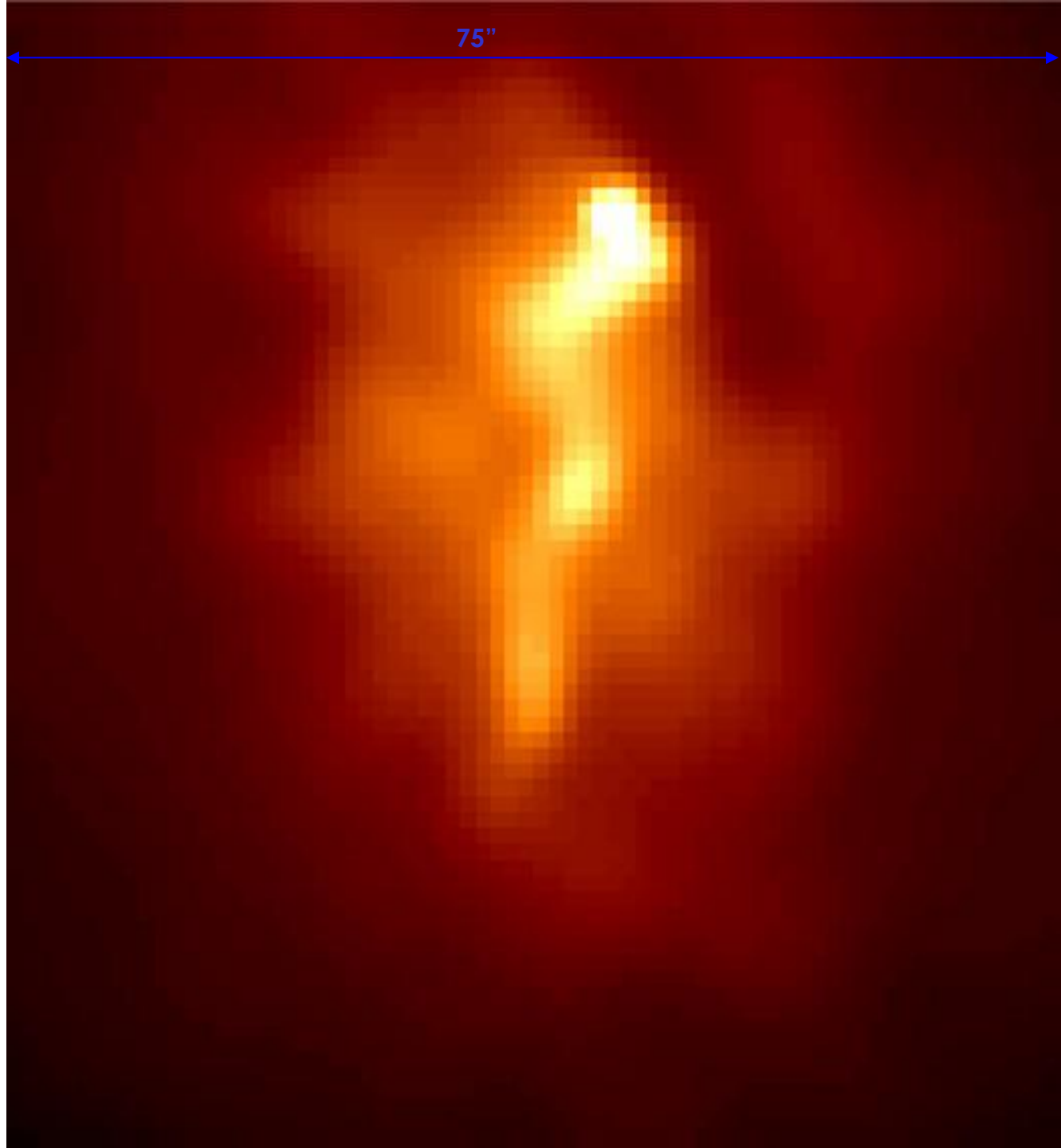


A imagem X obtida pelo satélite Chandra pode ser comparada com a imagem óptica do SDSS na mesma escala e mostra uma estrutura de filamentos, e bolhas devido ao choque provocado pela interação do gás quente com o campo gravitacional de M87 ([Forman, et al, 2007](#)).

A galáxia cD central do aglomerado de Centaurus, NGC 4696, apresenta vários filamentos na emissão X observada pelo satélite Chandra ([Sanders & Fabian, 2002](#)). O gás quente apresenta uma metalicidade $z=1,3-1,8 z_{\odot}$ a cerca de 15kpc e que se reduz para $z=0,4 z_{\odot}$ na região central. A temperatura decresce de 4KeV para 1,5KeV na região central indicando a presença de um cooling flow que deposita material no interior da galáxia cD.



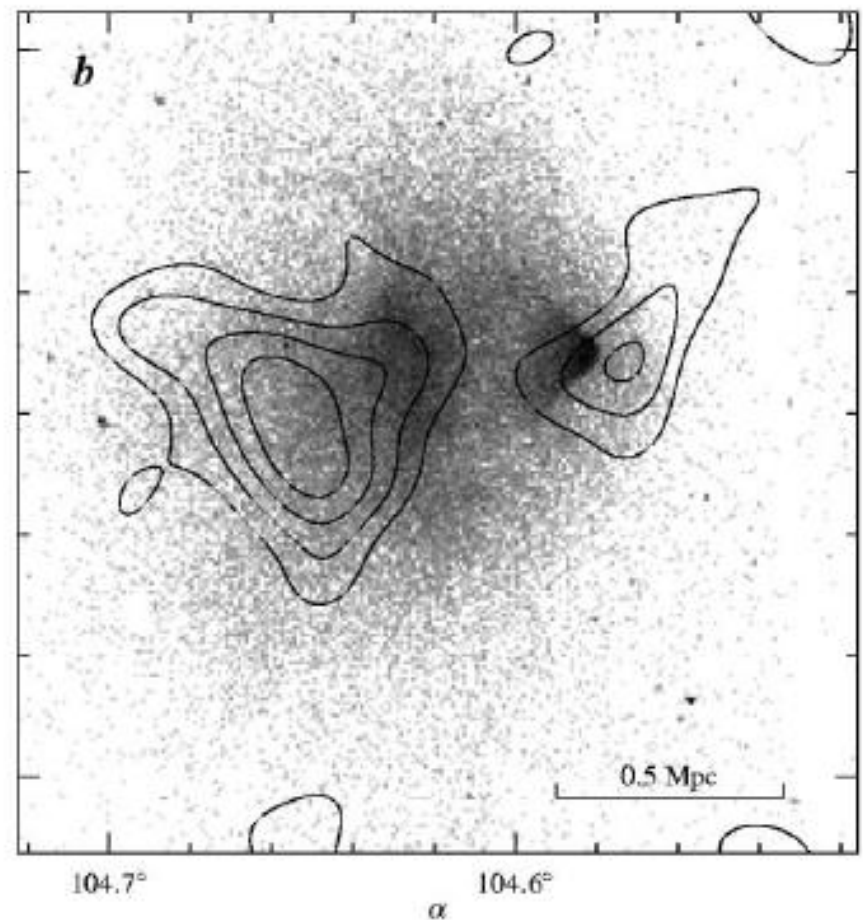
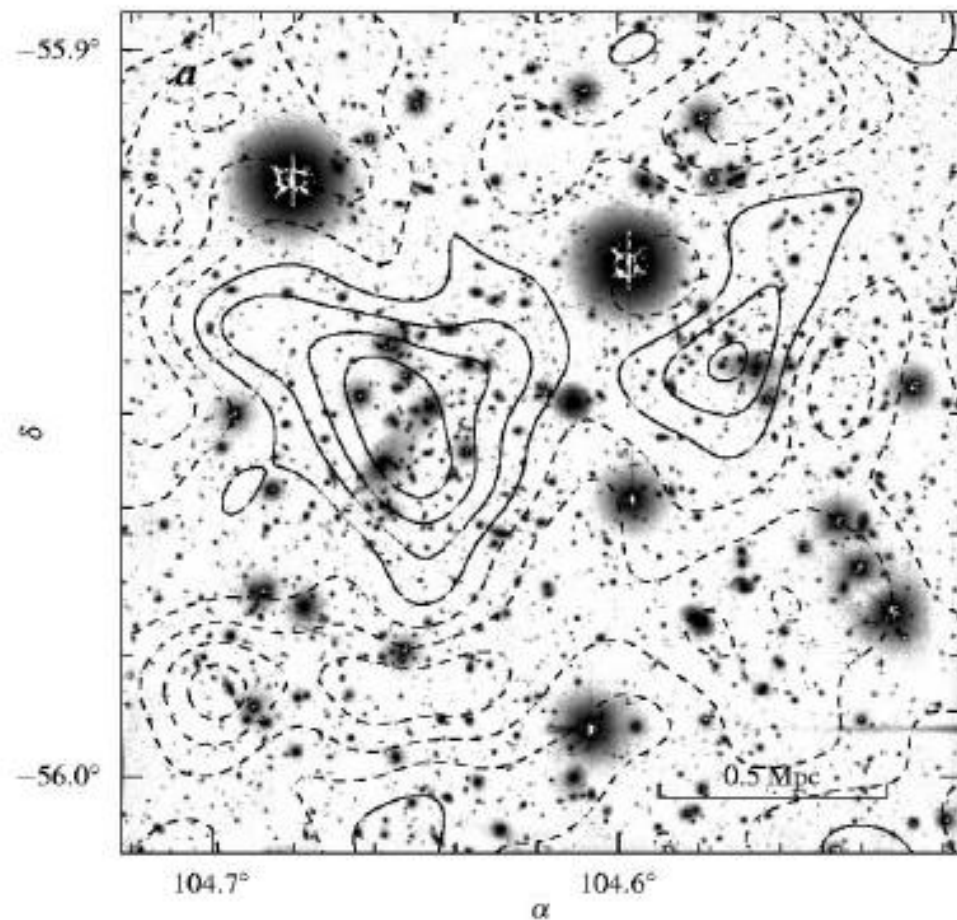
Neste mapa da emissão X em A1795 podemos observar uma estrutura de 67kpc com temperatura da ordem de $30 \times 10^6 \text{K}$ mais fria que a temperatura média estimada em $50 \times 10^6 \text{K}$. Este é o fluxo de acreção de gás frio que está caindo na região central do aglomerado ([Fabian et al, 2001](#)).



7.5'

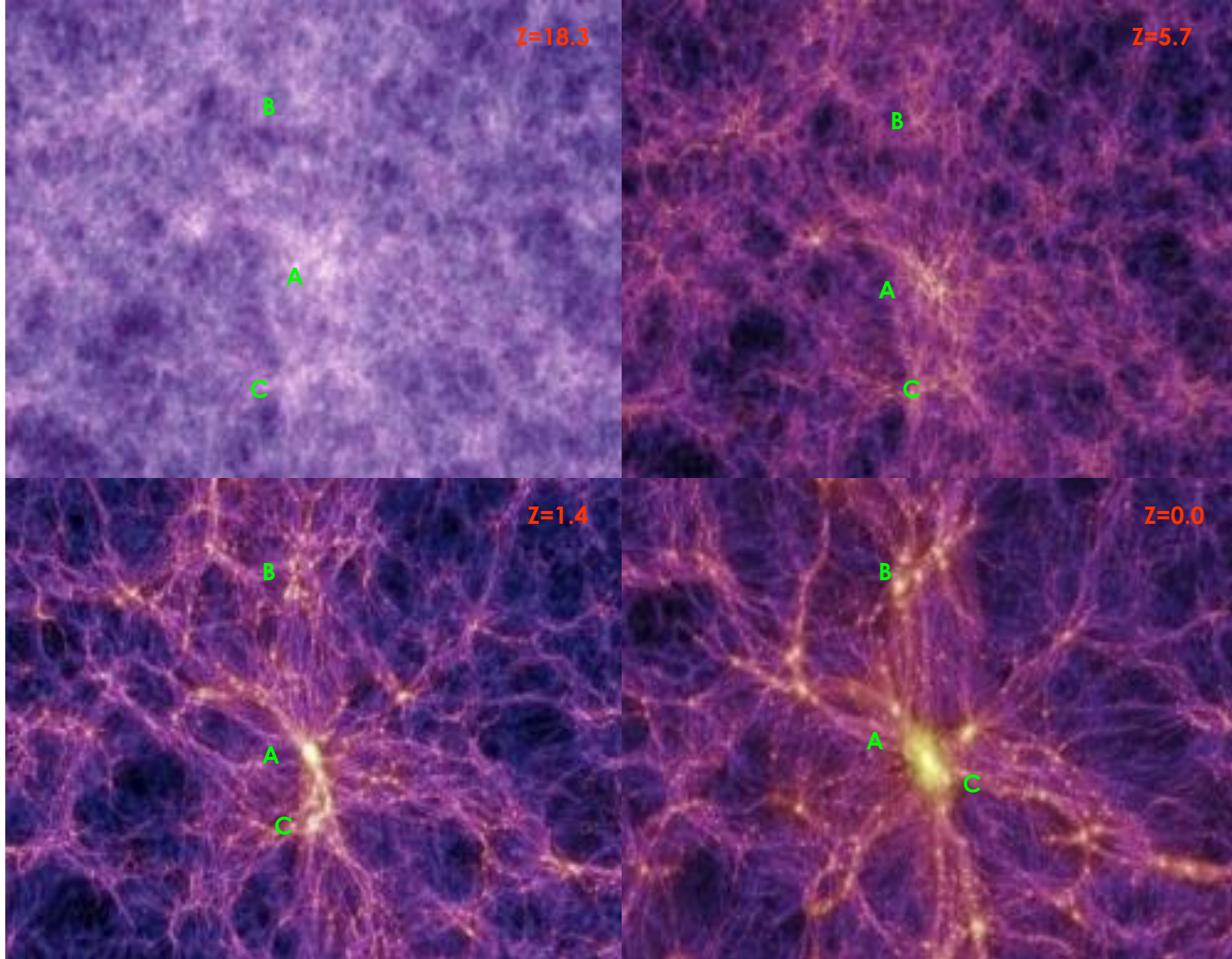


Evento raro flagrado pelo satélite Chandra em que dois aglomerados de galáxias estão em processo de colisão (bullet cluster) com uma velocidade relativa da ordem de 4500 km/s. O gás quente de um dos aglomerados atravessou o outro e formou a emissão em azul do lado direito. A região azul é onde se encontra a maior parte das galáxias dos dois aglomerados ([Markevitch et al, 2004](#)).



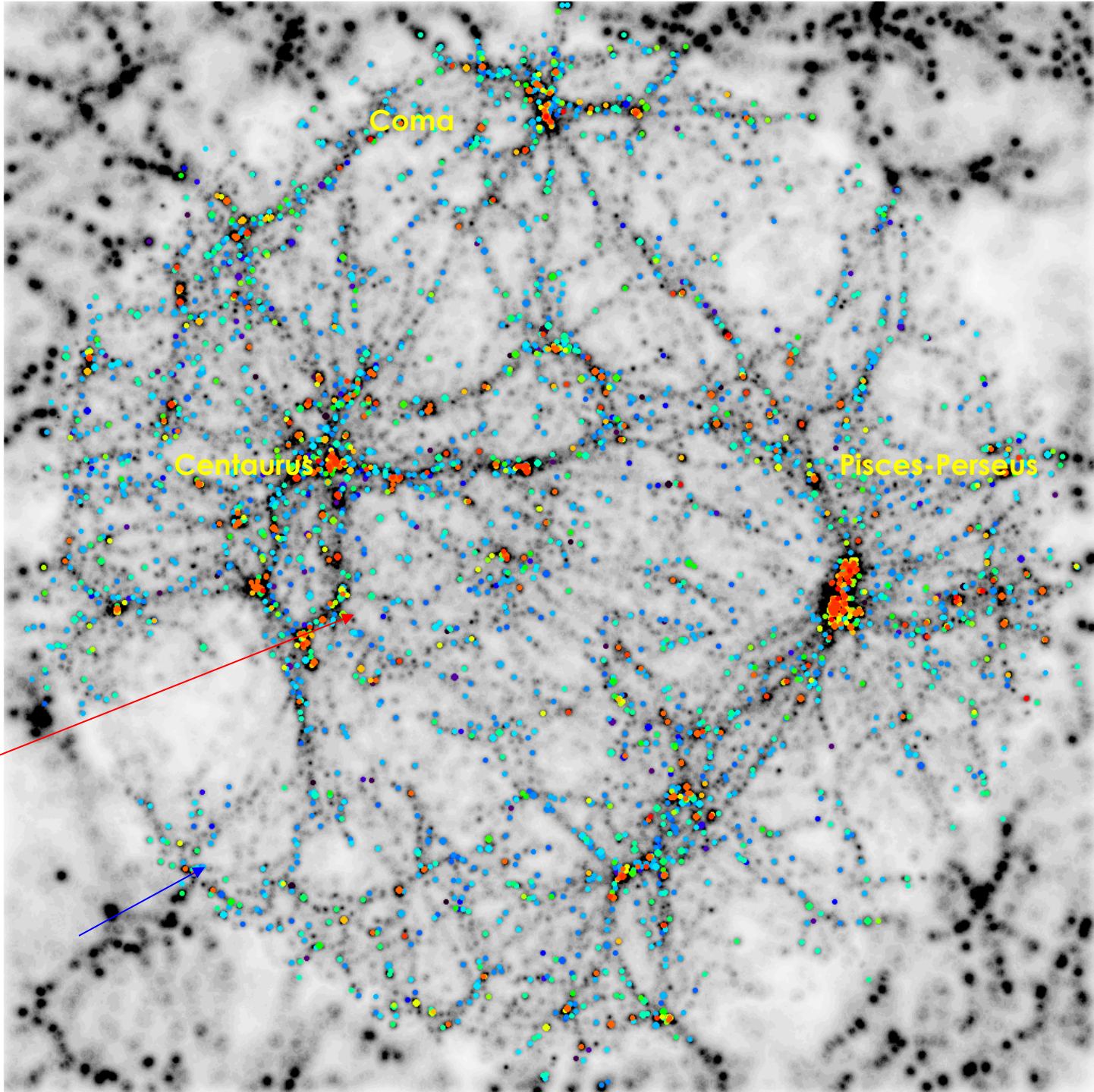
O contorno da distribuição de massa do bullet cluster foi obtido através do método de lentes gravitacionais fracas e coincide aproximadamente com a distribuição de galáxias. Porém esta distribuição está deslocada em relação à distribuição do gás quente responsável pela emissão X de aproximadamente $23''$. Considera-se que esta seja uma indicação direta da presença de matéria escura, em oposição aos modelos de modificação da gravitação propostos na literatura. Ademais, esta diferença pode ser expressa em termos da seção de choque das partículas constituintes da matéria escura. A estimativa dos autores é que esta observação limita a seção de choque a $\sigma/m < 5 \text{ cm}^2/\text{g}$.

Como explicar a presença de estruturas no Universo primordial? Qual a distância percorrida pelas estruturas presentes no início da simulação?



Nestas figuras vemos o resultado de uma simulação numérica realizada pelo consórcio Virgo ilustrando como as estruturas cosmológicas podem ter se formado em um Universo Λ CDM. Observe que mesmo na imagem inicial podemos observar a presença de estruturas!

Apesar da complexidade estrutural que se observa no Universo local a formação e evolução destas estruturas pode ser entendida no cenário cosmológico Λ CDM. Segundo Mathis et al (2002, [MNRAS](#), 333, 739) a aparência dos aglomerados locais reflete a evolução das perturbações de densidades no Universo se considerarmos que as galáxias se formam no interior de perturbações dominadas pela presença da matéria escura.



7.4 Função de Correlação

A distribuição das galáxias em grandes escalas é o laboratório natural através do qual podemos testar as teorias cosmológicas de formação das estruturas.

Algumas das principais motivações básicas bem como os fundamentos da técnica matemática foram sintetizadas por P. J. E. Peebles no livro *The Large Scale Structure of the Universe* (1977) e continuam atuais. Algumas questões postas nos anos de 1970 ainda precisam ser adequadamente respondidas através dos dados experimentais:

- O Universo é realmente homogêneo em grandes escalas?
- Seria esta uma aproximação?
- Poderia a homogeneidade ser deduzida a partir de princípios gerais?
- Como evolui o grau de aglomeração com o tempo?
- Qual a sua origem?
- O que o processo de aglomeração nos informa sobre a evolução do Universo?

1. Homogeneidade do Universo

Observacionalmente verifica-se que o universo é de fato bastante homogêneo em escalas de distâncias próximas do horizonte causal $\sim cH_0^{-1} \sim 5000 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}$. Nas escalas menores que $50\text{-}100 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}$ existem flutuações na densidade de galáxias que podem atingir amplitudes de $\delta N/N \sim 0,10$. Uma medida conveniente das irregularidades pode ser estudada usando a mesma técnica da teoria de fluidos conhecida como a função de autocorrelação

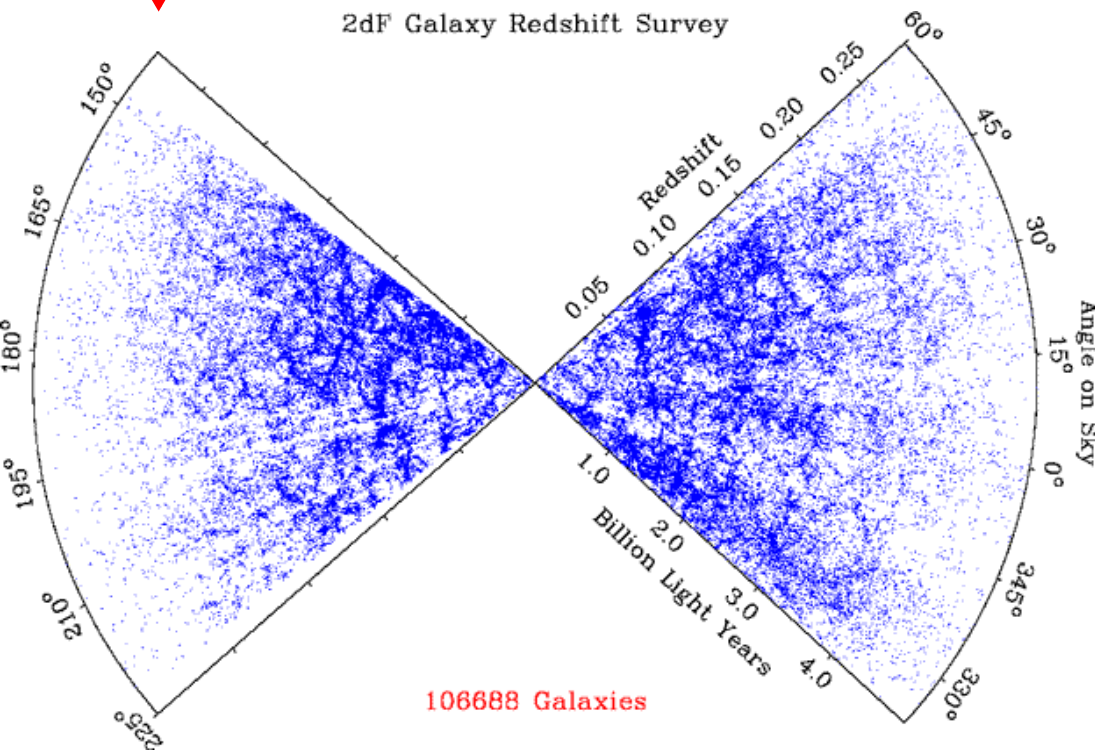
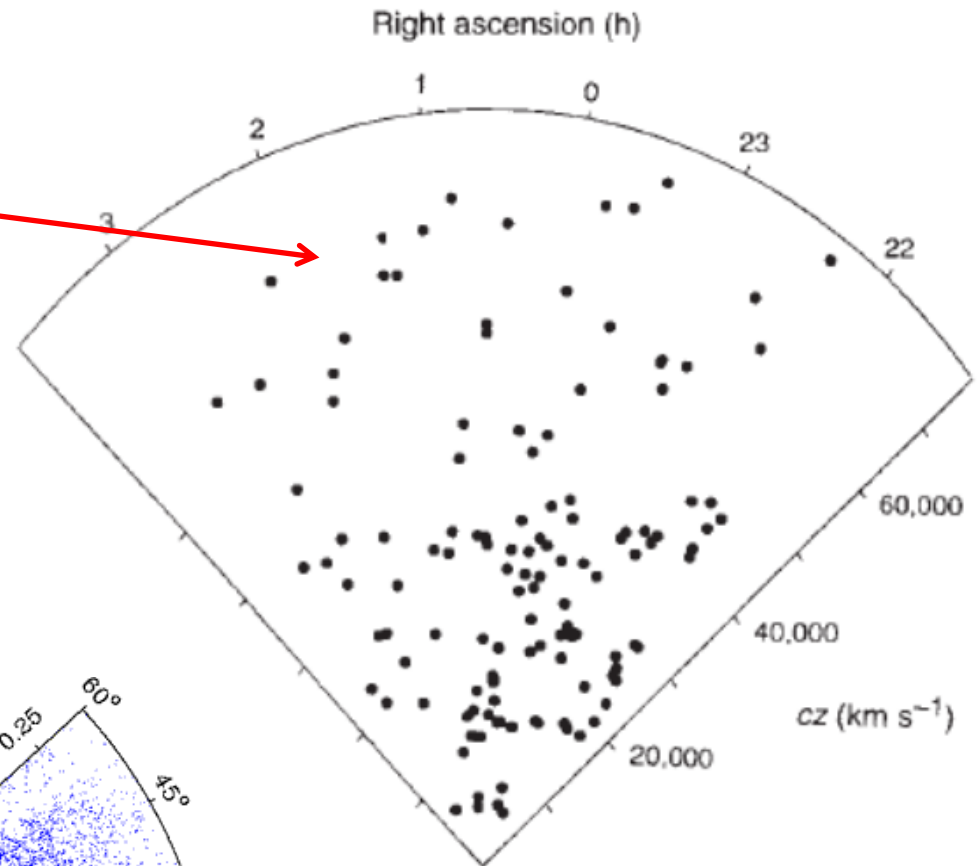
$$\xi(r) = \langle \rho(r_1)\rho(r_1+r) \rangle / \langle \rho^2 \rangle - 1 \quad (1.1)$$

A grande questão consiste em como estimar esta função exclusivamente através das medidas astronômicas. Na ausência de correlação devemos esperar um valor $\xi=0$. Mas devido à gravitação ser uma força de longo alcance ela impõe um padrão de correlação em grandes escalas. Uma das primeiras tentativas de detecção deste efeito foi realizada a partir das contagens do levantamento Lick resultando que $\xi(r_0)=1$ na escala $r_0=4 \text{ h}^{-1}\text{Mpc}$ e $\xi(50 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}) \leq 0,025$ ([Groth & Peebles, 1977](#)) demonstrando experimentalmente como detectar o padrão de correlação no fluido cosmológico. Como o limite do levantamento Lick é da ordem de $200 \text{ h}^{-1}\text{Mpc}$ a indicação clara é que existe uma progressão da aglomeração que é maior em pequenas escalas ($<4\text{Mpc}$) evoluindo para um fundo quase uniforme em grandes escalas ($>50 \text{ Mpc}$).

Como $\rho(r_1+r) = \rho(r_1) + \delta\rho$ podemos concluir que $\xi(r) = \langle \rho(r_1) \delta\rho \rangle / \langle \rho^2 \rangle \sim \delta\rho / \langle \rho \rangle$ se considerarmos $\rho(r_1)$ como uma região típica do universo. Portanto as perturbações em escalas superiores a $4 \text{ h}^{-1}\text{Mpc}$ ainda estão na fase linear de evolução dinâmica.

Se considerarmos os catálogos de aglomerados de galáxias com emissão X a escala de aglomeração é diferente da escala de aglomeração das galáxias ([Romer et al, 1994](#)).

No catálogo de aglomerados de Abell $\xi_{cc}(r)=1$ em escalas $r \sim 30h^{-1}$ Mpc. inferiores ao limites observacionais dos levantamentos de galáxias.



Novamente as indicações são muito evidentes de que as perturbações de densidade estão no regime linear, $\delta\rho/\rho < 1$, em escalas claramente contidas nos limites observacionais dos levantamentos de galáxias. Ademais os aglomerados mostram evidências de superaglomerados e vazios em escalas de $10\text{-}50h^{-1}$ Mpc.

2. Seria possível prever a homogeneidade?

Num certo sentido sim, já que os modelos cosmológicos mais discutidos são baseados em um princípio de homogeneidade e não estão em contradição com as observações do Universo em grandes escalas.

O princípio cosmológico de Milne, baseado em uma consideração filosófica a priori, implica aceitar a homogeneidade do Universo em grandes escalas.

No entanto é possível construir modelos não homogêneos que satisfaçam à Teoria da Relatividade Geral. Portanto, a rigor, esta é uma questão que só pode ser resolvida de fato através da comparação detalhada entre teoria e observação.

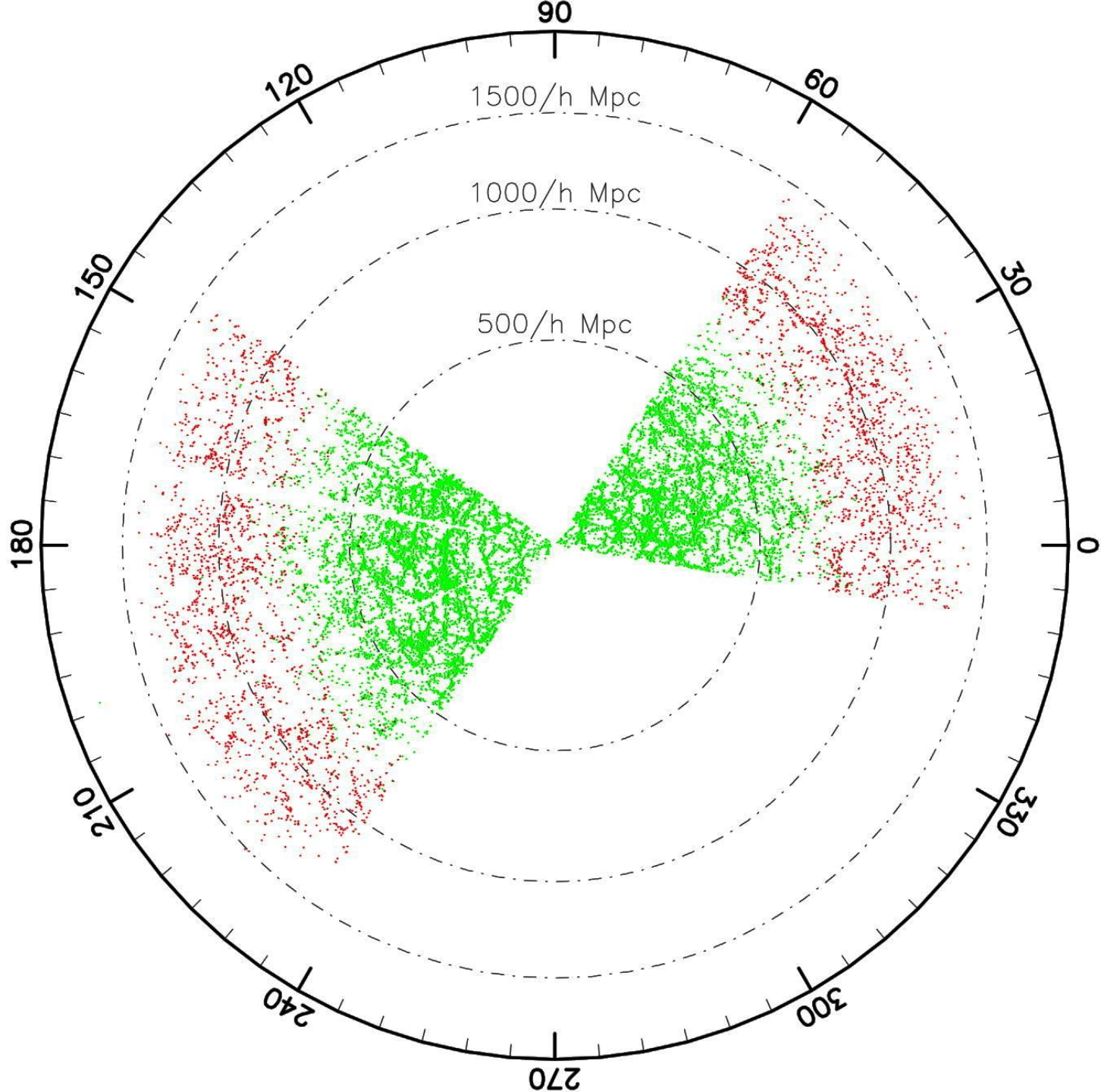
3. Como estimar a função de correlação das galáxias

O grande problema para estimar a função de correlação é que os catálogos de galáxias nos fornecem: (1) uma amostragem limitada do Universo bariônico observável; (2) Não temos acesso às três coordenadas espaciais; (3) Não temos acesso às galáxias mais distantes de menor luminosidade; (4) As observações são realizadas no interior do disco galáctico e sujeitas portanto aos efeitos sistemáticos introduzidos pelo avermelhamento interestelar.

Apesar das galáxias serem corpos extensos é útil pensar em cada um destes objetos como sendo um ponto material caracterizado apenas através de suas coordenadas. Neste caso a probabilidade de que uma dada galáxia seja encontrada em um dado volume elementar, a menos de uma constante de normalização, pode ser expressa como

$$\delta P = n \delta V \quad (3.1)$$

Onde n representa a densidade média de objetos na amostra.



Podemos entender este resultado como uma média sobre um ensemble de M realizações resultando em um total de objetos encontrados neste volume elementar

$$N = M n \delta V \quad (3.2)$$

O número médio de objetos encontrados em um volume finito V é dado pela integral da equação (3.1),

$$\langle N \rangle = \int n dv = nV \quad (3.3)$$

A função de correlação de dois pontos, análoga à função de correlação de um fluido, é então definida como a probabilidade conjunta de encontrar um objeto em cada um dos volumes elementares δV_1 e δV_2 separados de uma distância r_{12}

$$\delta P = n^2 \delta V_1 \delta V_2 [1 + \xi(r_{12})] \quad (3.4)$$

Como estamos adotando a hipótese de isotropia e homogeneidade resulta que ξ deve depender exclusivamente da distância entre os pontos. No caso de uma distribuição aleatória de Poisson espacialmente uniforme deveríamos esperar

$$\delta P = n^2 \delta V_1 \delta V_2 \quad (3.5)$$

e neste caso $\xi=0$. Se as posições dos objetos estão correlacionadas então $\xi>0$.

4. Função de correlação angular

As principais fontes dos objetos astronômicos são os catálogos com posições aparentes expressas através das coordenadas angulares celestes. Usualmente as distâncias são incertas e de difícil obtenção. Portanto o problema usual consiste em estimar as funções de correlação em coordenadas angulares e posteriormente transformá-las para as funções espaciais correspondentes.

Neste caso o problema pode ser definido sobre a superfície da esfera celeste e a probabilidade de encontrar um objeto no elemento de ângulo sólido $\delta\Omega$ é dada pela expressão

$$\delta P = N \delta\Omega \quad (4.1)$$

Sendo N o número médio de objetos por unidade de área angular no céu resulta que o número médio esperado em uma célula finita Ω é

$$\langle N \rangle = N \Omega \quad (4.2)$$

A função de correlação angular 2 pontos é então definida pela expressão que determina a probabilidade de encontrarmos um objeto na célula $\delta\Omega_1$ e outro na célula $\delta\Omega_2$

$$\delta P = N^2 \delta \Omega_1 \delta \Omega_2 [1 + w(\theta_{12})] \quad (4.3)$$

Analogamente a probabilidade condicional de encontrarmos um objeto a uma distância angular θ de um outro objeto arbitrário é

$$\delta P = N \delta \Omega [1 + w(\theta)] \quad (4.4)$$

Assim o número médio de vizinhos dentro de uma certa distância angular θ será

$$\langle N \rangle_v = N \int_0^\theta d\Omega [1 + w(\theta)] \quad (4.5)$$

Para um dado catálogo contendo N_T objetos em uma área angular Ω a densidade média de objetos será

$$N = N_T / \Omega \quad (4.6)$$

E podemos deduzir através da equação 4.5 que o número esperado de pares entre θ e $\theta + d\theta$ em toda a área do catálogo é $\frac{1}{2} N_T \langle N \rangle_p$ ou seja

$$N_p = 1/(2N^2 \Omega) \langle \delta \Omega \rangle [1 + w(\theta_1)] \quad (4.7)$$

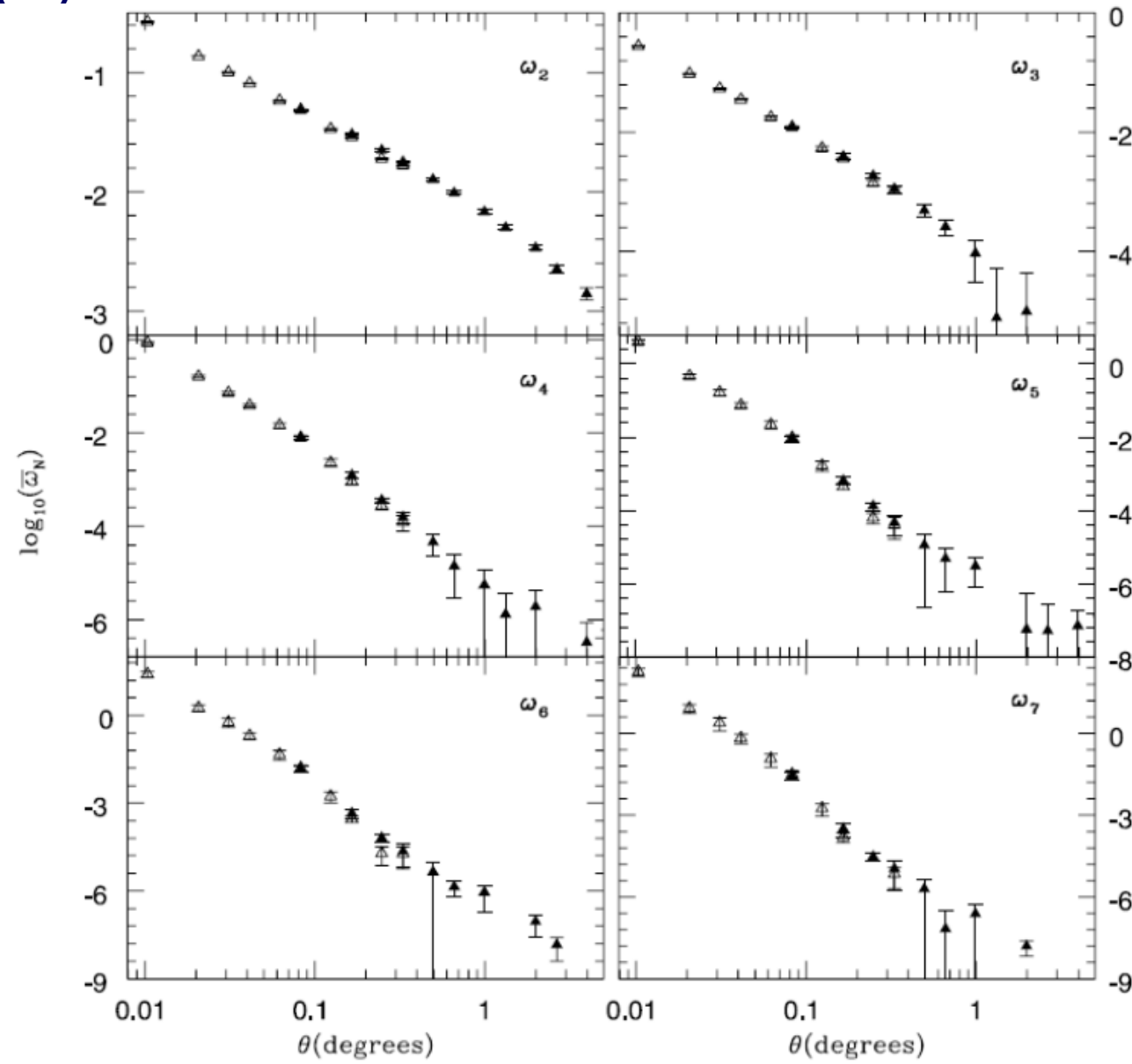
Sendo $\theta < \theta_1 < \theta + d\theta$ e $\langle \delta \Omega \rangle$ o ângulo sólido médio dos anéis.

Portanto a função angular de correlação pode ser estimada através da expressão

$$1 + w(\theta_1) = 2N_p \Omega / (N^2 \langle \delta \Omega \rangle) \tag{4.8}$$

sendo possível mostrar que o erro médio associado a w é dado por $\delta w = n_p^{-1/2}$.

Um exemplo recente de estimativas das funções de correlação de várias ordens, obtidas a partir do levantamento SDSS, pode ser visto no trabalho de Ross, Brunner & Myers (2006, [ApJ, 649, 48](#)). Os resultados estão representados em uma escala logarítmica mostrando que estas funções de correlação de n -pontos são bastante bem descritas por uma aproximação em lei de potência.



6. Relação entre $w(\theta)$ e $\xi(r)$

A relação entre estas funções pode ser obtida considerando-se que a probabilidade de encontrar uma galáxia com magnitude absoluta entre M e $M + \delta M$ em um elemento de volume δV é dada pela função de luminosidade

$$\delta P = \Phi(M) \delta M \delta V \quad (6.1)$$

A correspondente probabilidade de encontrarmos uma galáxia com magnitude entre M_1 e $M_1 + \delta M_1$ no elemento de volume δV_1 e uma segunda galáxia com magnitude entre M_2 e $M_2 + \delta M_2$ no elemento de volume δV_2 é

$$\delta P = [\Phi(M_1) \Phi(M_2) + \Gamma(M_1, M_2, r_{12})] \delta V_1 \delta V_2 \delta M_1 \delta M_2 \quad (6.2)$$

Comparando-se esta expressão com a definição da função de correlação espacial (3.4) percebe-se que

$$n = \int \Phi(M) dM \quad (6.3)$$

e

$$n^2 \xi(r) = \int \Gamma(M_1, M_2, r_{12}) dM_1 dM_2 \quad (6.4)$$

Para encontrar expressões análogas para a função de correlação angular é preciso considerar que um objeto de magnitude absoluta M é visto com uma magnitude aparente

$$m = M + 5 \log r + 25 \tag{6.5}$$

e portanto a probabilidade de encontrarmos tal objeto em uma área de céu $\delta\Omega$ será

$$\delta P = r^2 \delta r \delta m \delta\Omega \Phi(m - 5 \log r - 25) \tag{6.6}$$

Integrando-se sobre todas as possíveis distâncias obtemos a probabilidade de encontrarmos um objeto de magnitude aparente qualquer em uma dada área do céu

$$\delta P = \delta\Omega \delta m \int r^2 dr \Phi(m - 5 \log r - 25) = dN/dm \delta\Omega \delta m \tag{6.7}$$

A probabilidade de encontrarmos as galáxias 1 e 2 em seus respectivos elementos de magnitude e área do céu será portanto

$$\delta P = \delta\Omega_1 \delta\Omega_2 \delta m_1 \delta m_2 [dN_1/dm \, dN_2/dm + g(m_1, m_2, \theta_{12})] \tag{6.8}$$

que define a função de correlação angular em magnitudes aparentes.

Podemos perceber portanto que a relação procurada é

$$g(m_1,m_2,\theta)= \int r_1^2dr_1r_2^2dr_2 \Gamma(M_1,M_2,r_{12}) \tag{6.9}$$

sendo

$$r_{12}^2 =r_1^2+r_2^2-2r_1r_2\cos \theta \tag{6.10}$$

Estas expressões podem ser utilizadas para transformar as estimativas da função de correlação angular para a correspondente função de correlação espacial.

Um caso particular de grande interesse prático ocorre quando a função de correlação espacial pode ser aproximada por uma lei de potência

$$\xi(r)= Br^{-\gamma} \quad (\gamma>1) \tag{6.11}$$

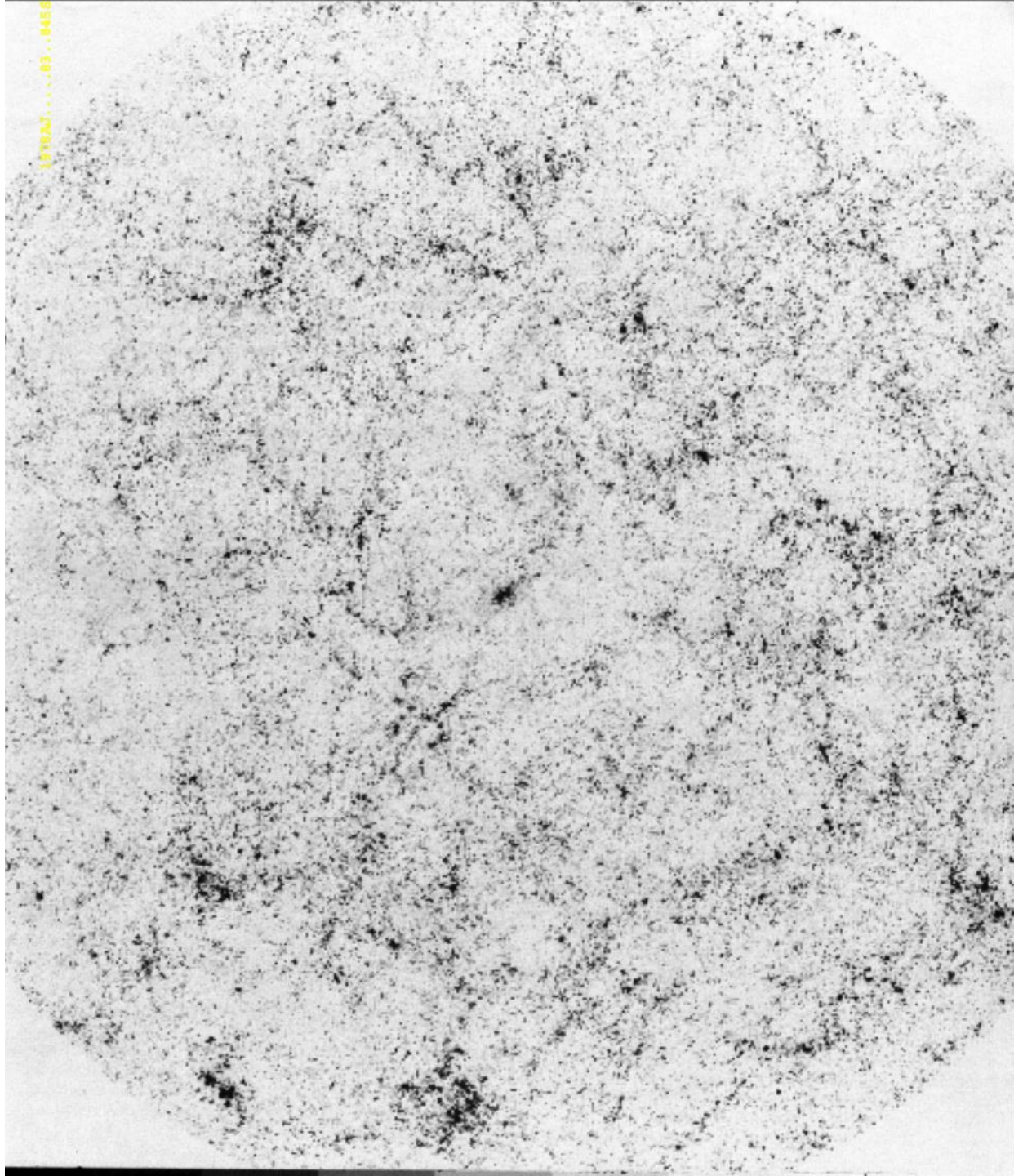
Em cujo caso é possível mostrar que

$$w(\theta)=A \theta^{1-\gamma} \tag{6.12}$$

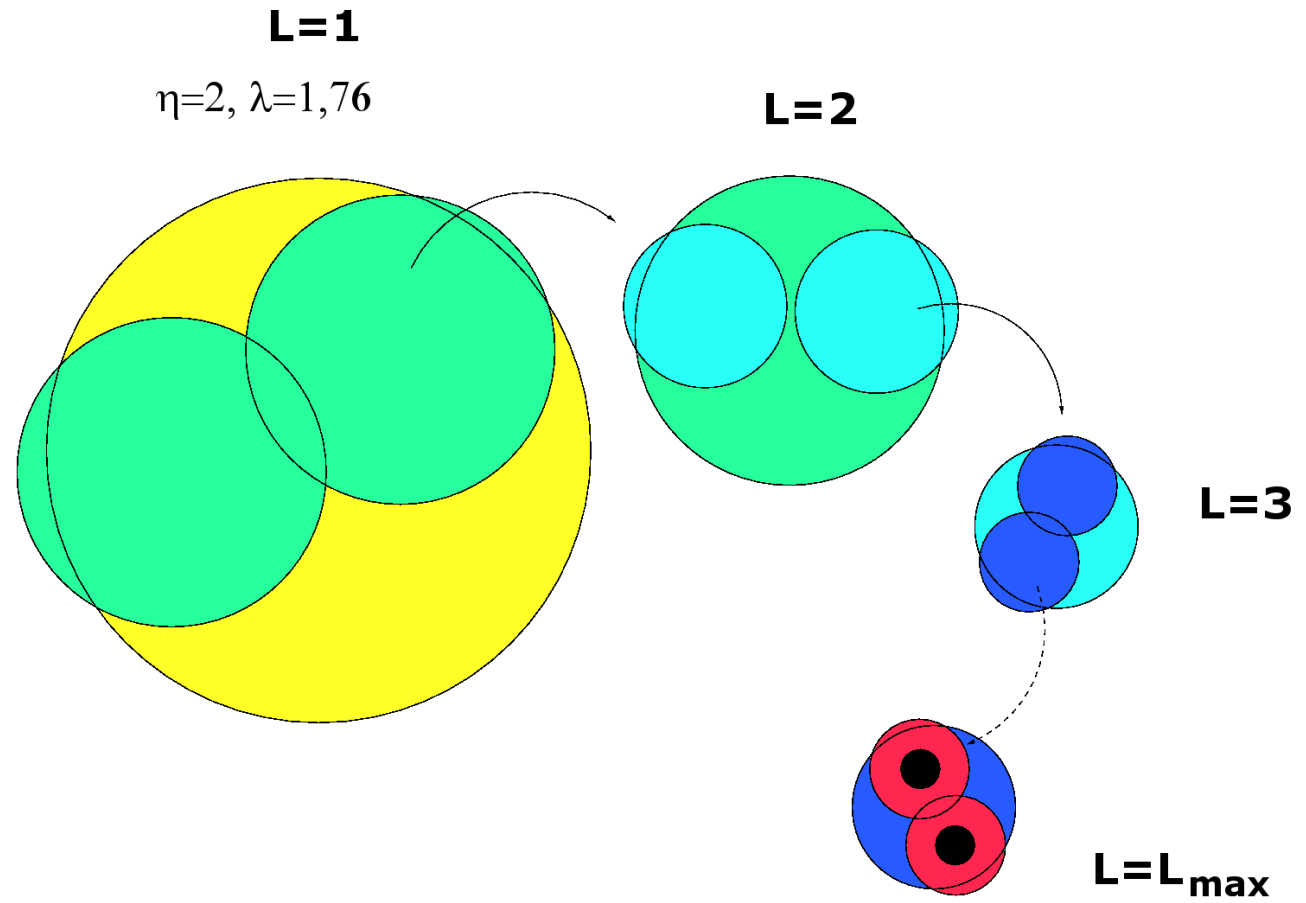
Sendo que as observações indicam que $\gamma \sim 1.8$.

Na década de 1970 Peebles e colaboradores exploraram esta descrição e mostraram como determinar a função de correlação angular a partir da densidade projetada de galáxias em uma determinada posição da esfera celeste. Em 1978 Soneira&Peebles ([1978, AJ, 83, 845](#)) utilizaram a função de correlação estimada a partir de contagens de galáxias como as do mapa ilustrado na figura ao lado obtido a partir do catálogo de galáxias de Lick.

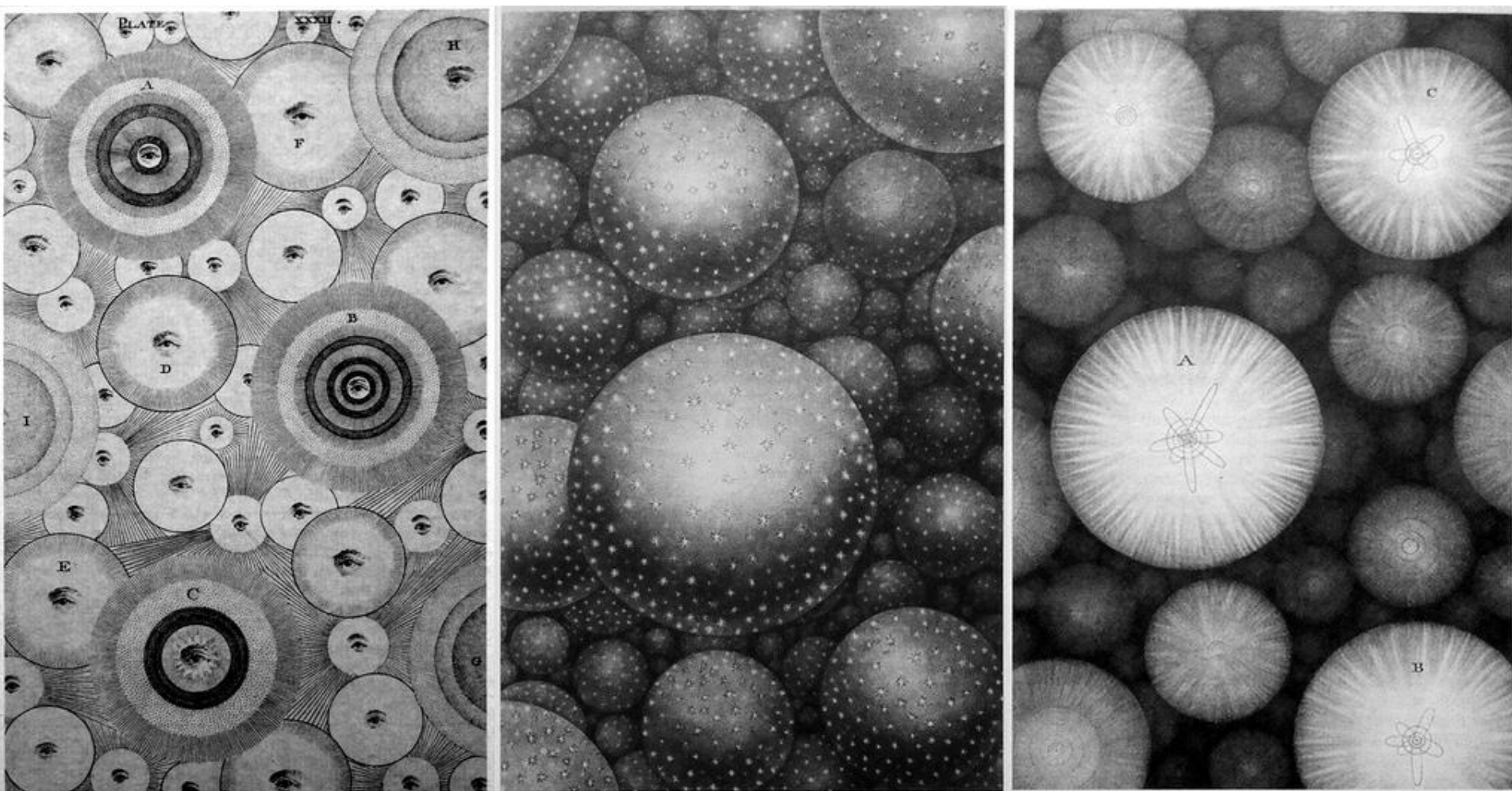
Observe a aparência celular e filamentar observada neste mapa. Apesar da tendência humana em descobrir padrões mesmo onde estes não existem, trata-se neste caso de uma impressão real e muito difícil de ser quantificada.



A simulação realizada por Soneira&Peebles se baseou em um processo geométrico hierárquico. Dentro de uma esfera de raio R especificado sorteiam-se η esferas de raios R/λ e este processo é repetido para cada nova esfera gerada em $L=L_{\text{MAX}}$ realizações consecutivas. Na última realização é colocada uma galáxia no centro da esfera. A cada galáxia é atribuída então uma magnitude absoluta a partir da qual estima-se posteriormente a magnitude aparente. No final o mapa simulado é ajustado ao mesmo limite de completeza do mapa observado. É possível mostrar que ajustando convenientemente os parâmetros iniciais podemos reproduzir as funções de correlação observadas até a quarta ordem.



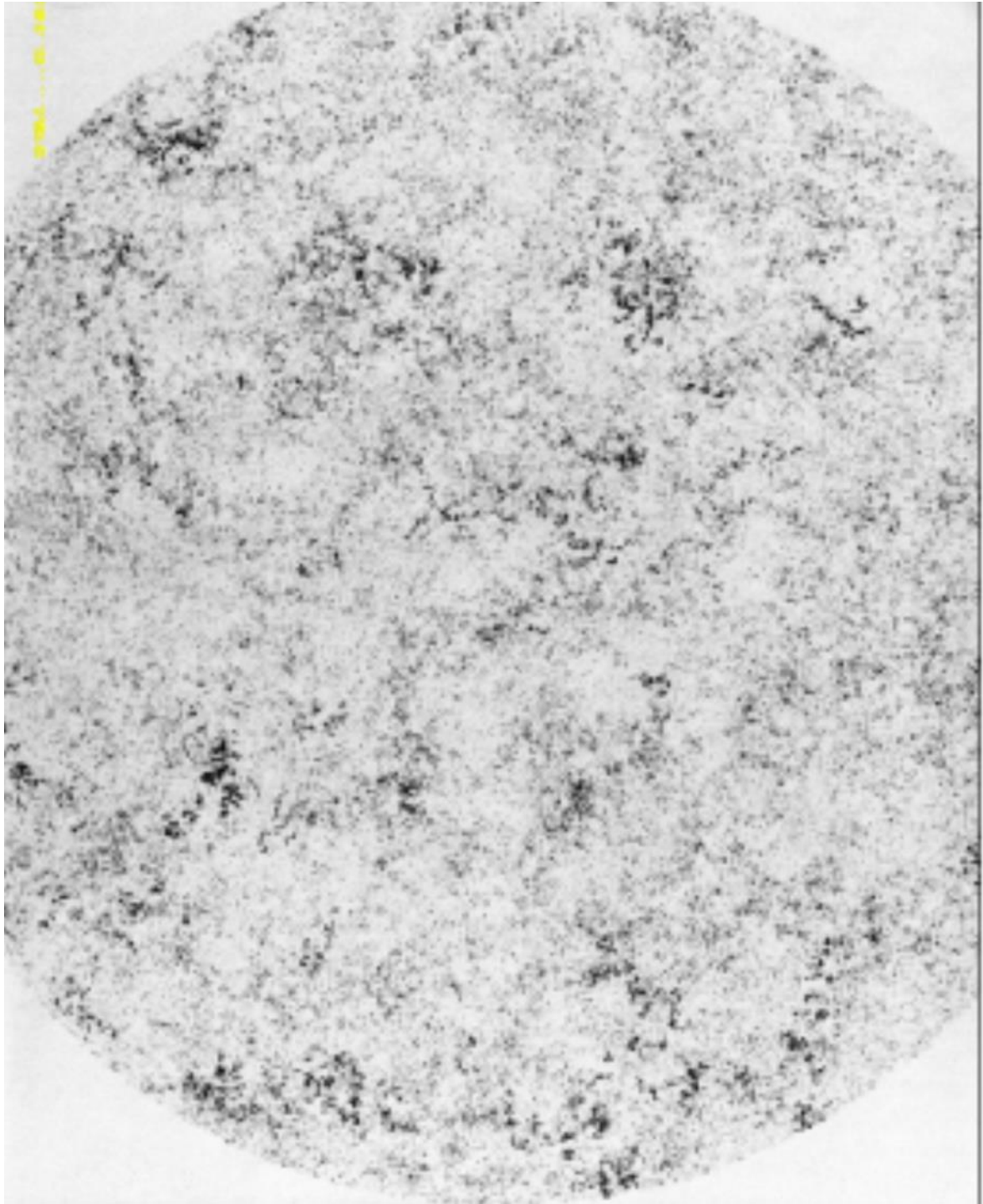
É interessante observar que, guardadas as devidas proporções, as raízes deste tipo de interpretação geométrica do universo pode ser traçada a Thomas Wright em meados do século XVIII. Em um livro completamente especulativo, que se tornou famoso devido a uma citação de Kant, Thomas Wright imaginava uma solução baseada em colocar as estrelas na superfície de esferas densamente empacotadas. Para estabilizar o sistema Wright imaginava a existência de um centro supernatural capaz de dar sustentação ao sistema.



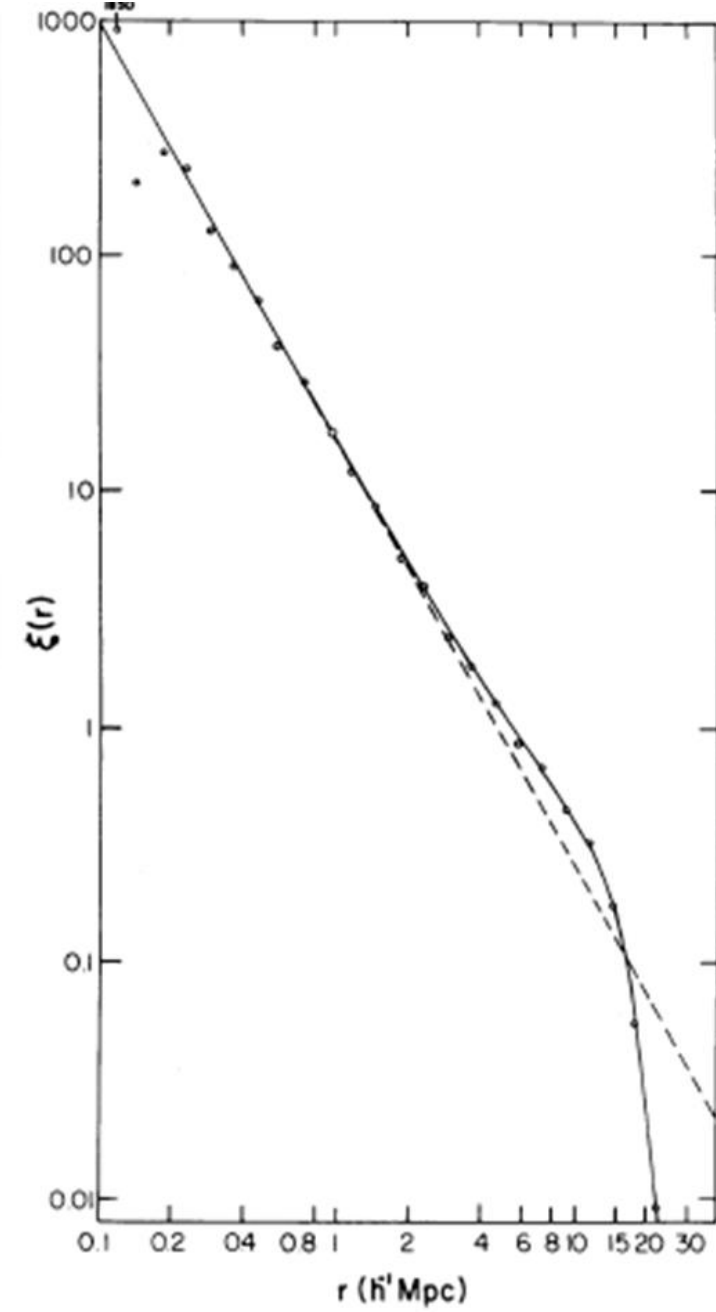
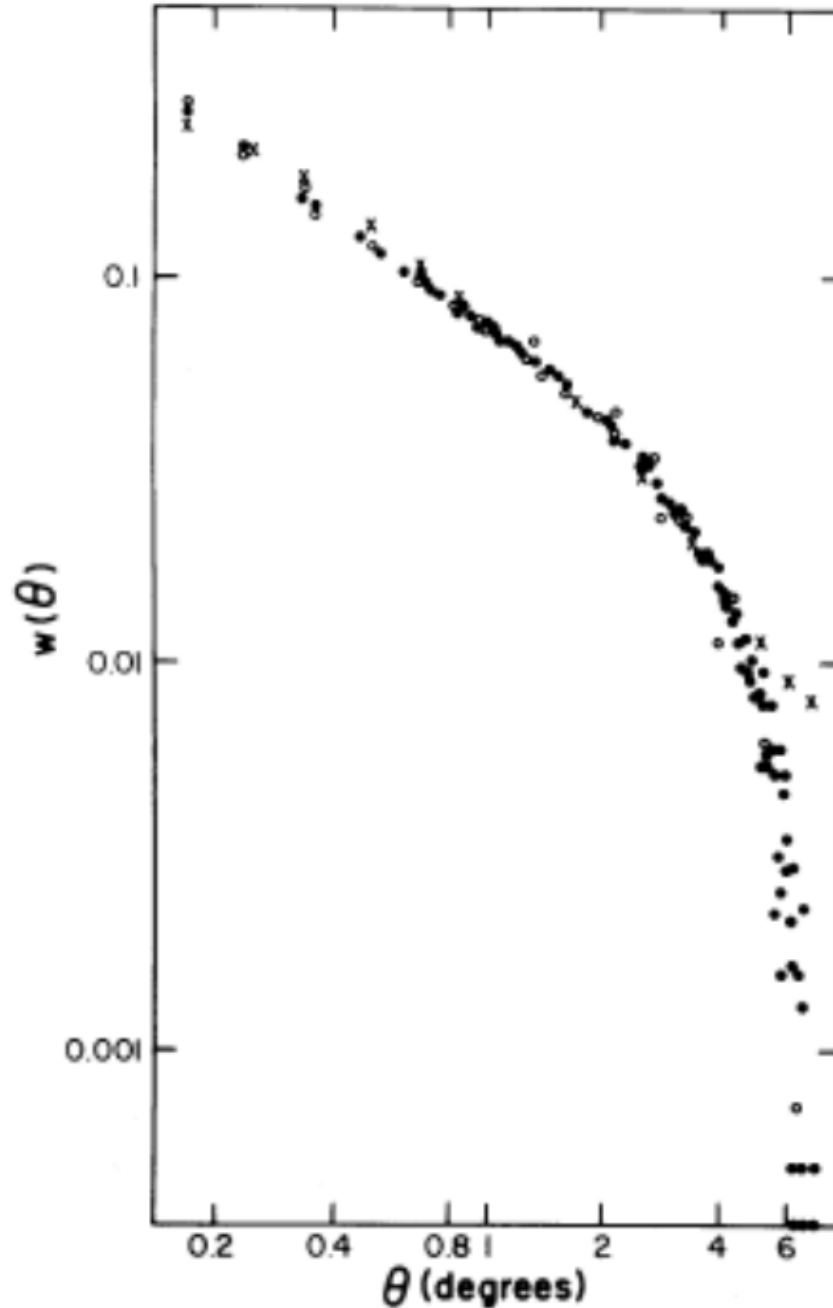
Um exemplo final deste processo é o mapa simulado ao lado mostrando que é possível reproduzir com bastante precisão as observações do catálogo utilizando as funções de correlação até a quarta ordem.

No entanto as estruturas filamentos visíveis no catálogo de Lick não são reproduzidas com tanta fidedignidade no modelo. As perturbações simuladas tendem a apresentar uma simetria mais esférica do que o mapa observado.

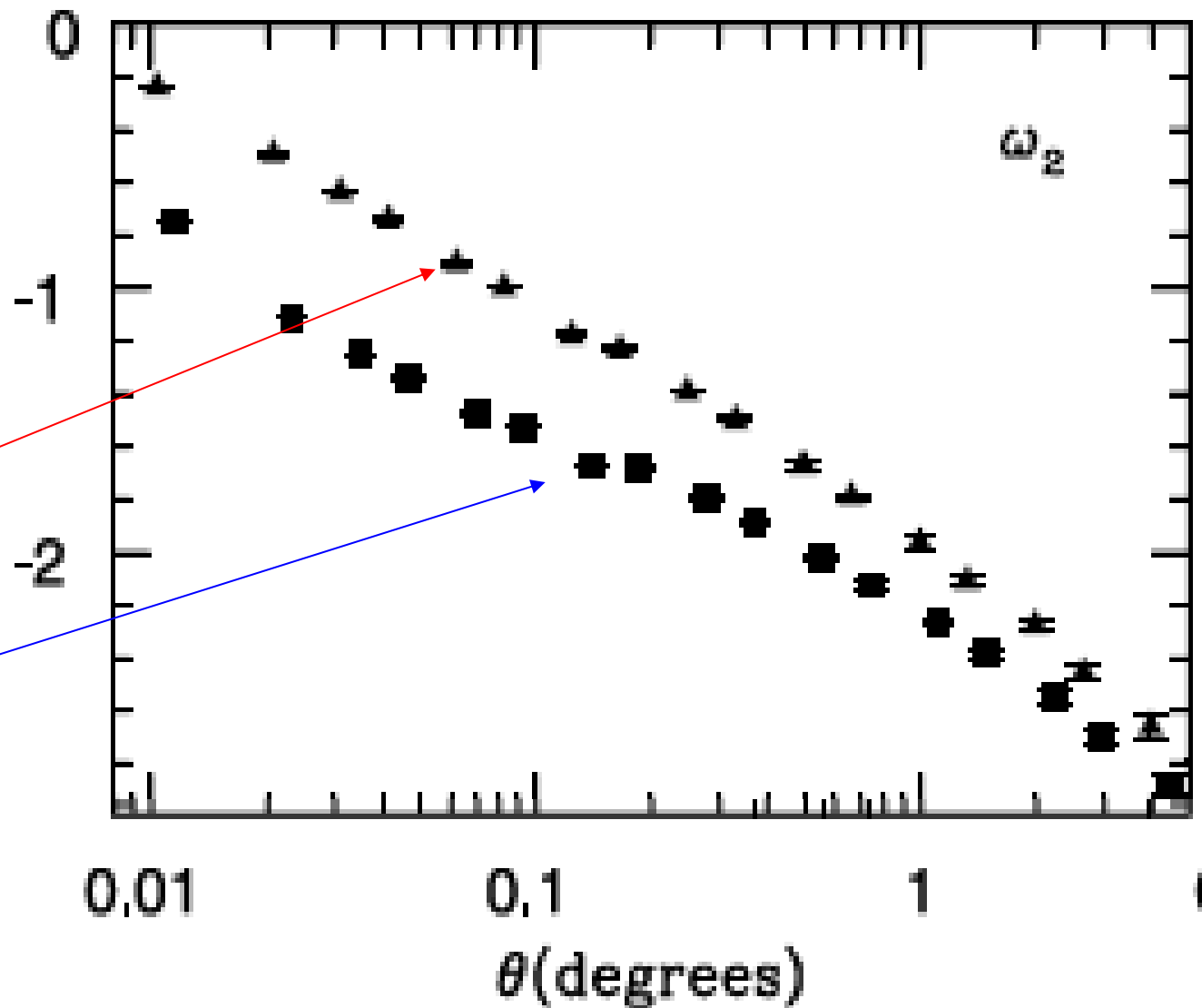
Isto indica que a informação sobre esta estrutura filamentar do Universo observado deve estar contida nas funções de correlação de ordens superiores. Este resultado aponta para uma situação complicada já que as funções de correlação de ordens superiores são progressivamente mais difíceis de serem obtidas.



A validade da aproximação da lei de potência tem sido verificada em vários estudos independentes como podemos observar pelas figuras abaixo. Podemos observar ainda que o processo de aglomeração introduz correlações em escalas da ordem de $10 \text{ h}^{-1}\text{Mpc}$ diminuindo rapidamente para maiores separações.

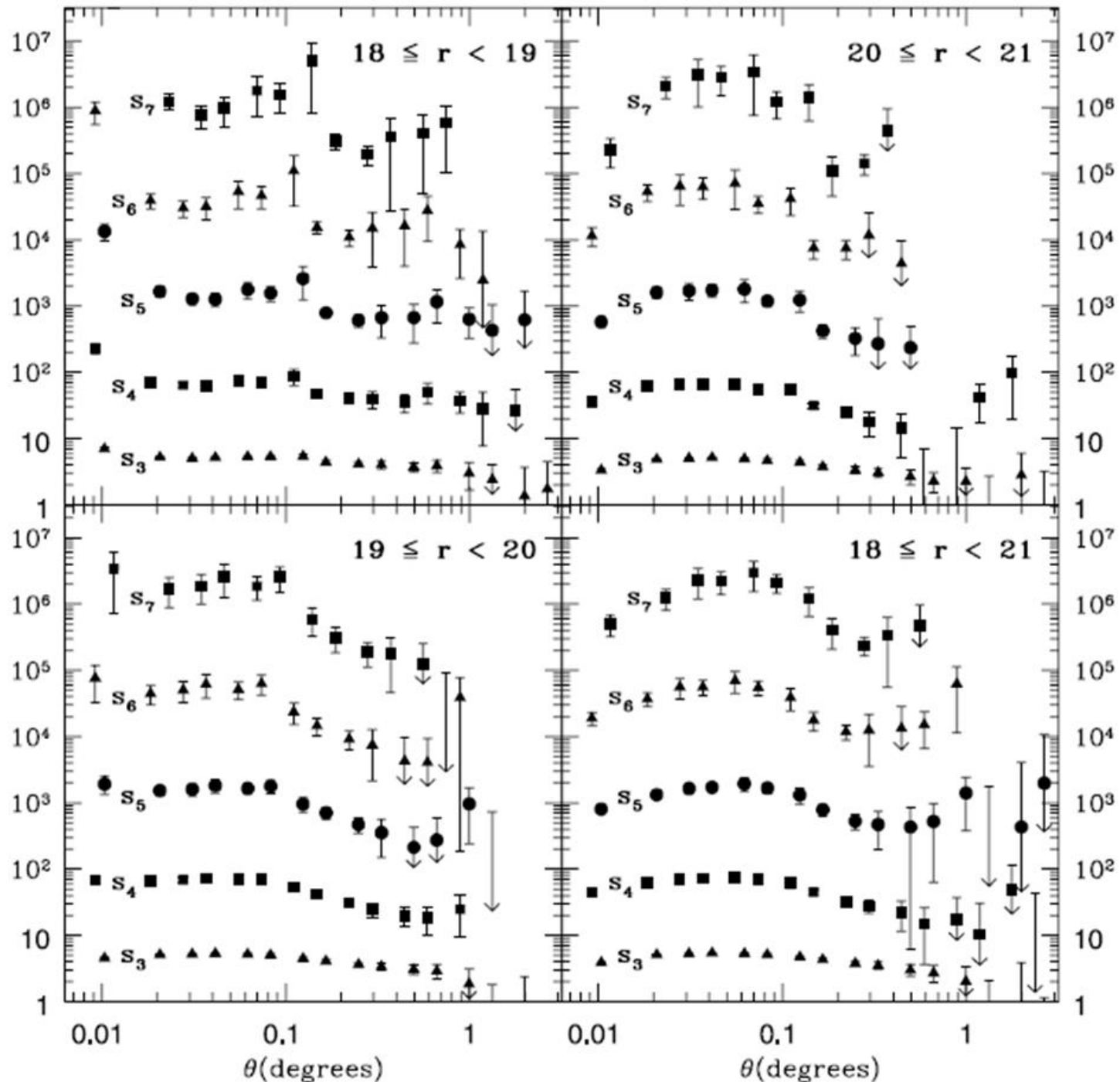


Estudos mais recentes mostram que estas estimativas são perfeitamente consistentes com os dados atuais do SDSS ([Ross et al, 2006, ApJ, 649, 48](#)) e que o processo de aglomeração é distinto nas galáxias do tipo jovem, representadas pelo triângulos, e nas galáxias de tipo tardio, representadas pelos quadrados. As galáxias do tipo jovem estão mais fortemente correlacionadas do que as galáxias de tipo mais tardio.



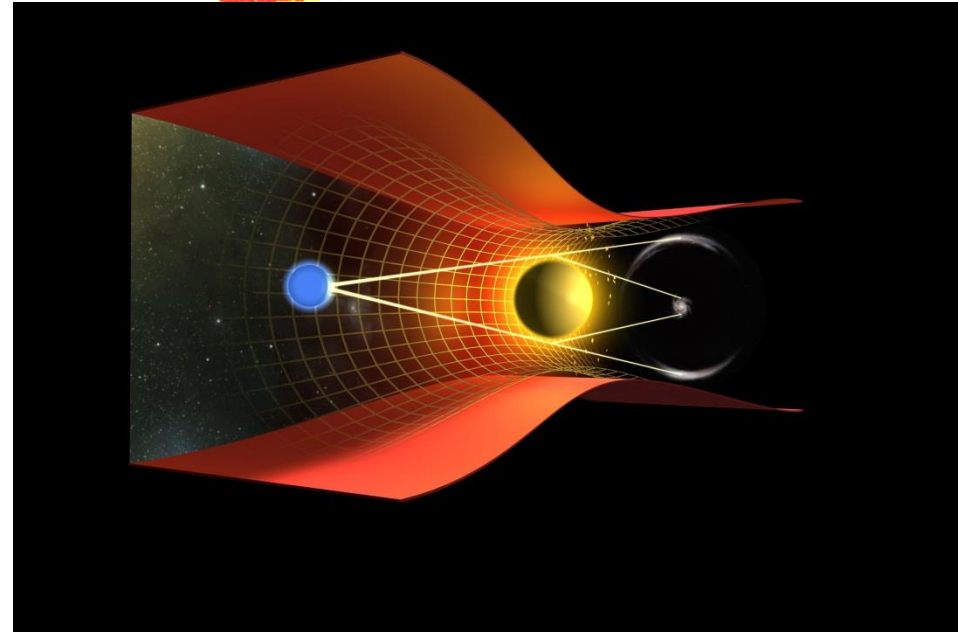
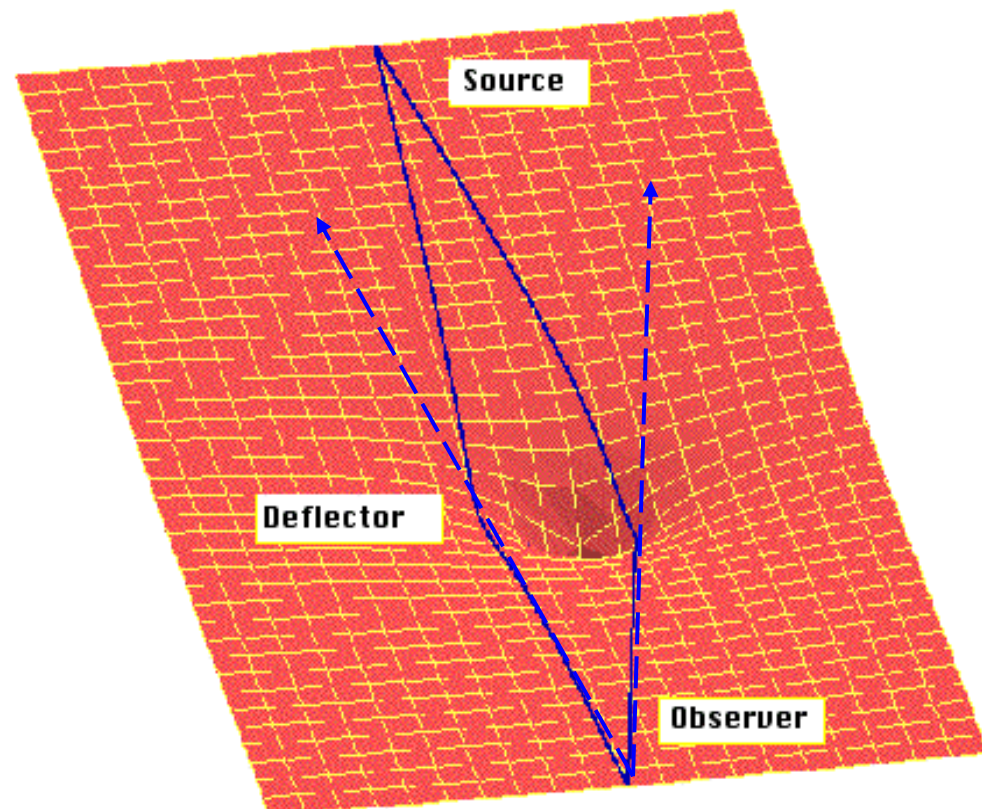
Explique como a menor amplitude da função de correlação das galáxias espirais é compatível com a relação morfologia-densidade?

Outro resultado deste mesmo estudo é que as amplitudes das funções de correlação obtidas são aproximadamente consistentes com o modelo hierárquico de formação das estruturas.



7.5 Lentes Gravitacionais

Segundo a teoria da relatividade geral a gravitação pode ser entendida como um efeito de distorção do espaço provocado pelas grandes concentrações de massa. Em virtude disso os raios luminosos que se originam em uma fonte podem sofrer uma mudança de direção ao passar próximo a estas concentrações. Em algumas situações este efeito pode ser forte o suficiente para provocar o surgimento de duas ou mais imagens de uma mesma fonte gerando assim um efeito semelhante ao de uma lente óptica. O resultado final para o observador vai depender da configuração geométrica da fonte, do objeto defletor, sua massa, e do observador.



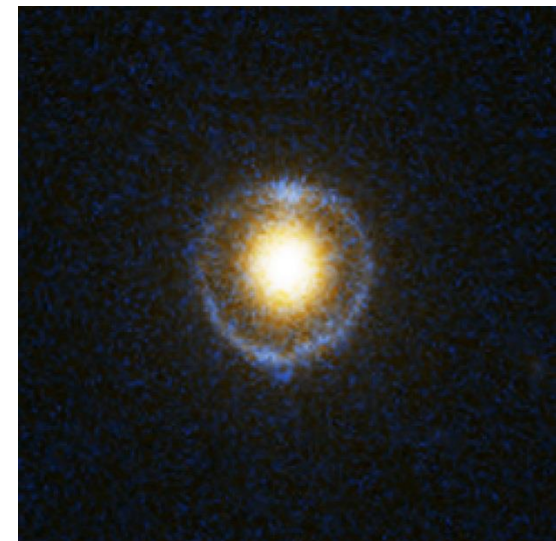
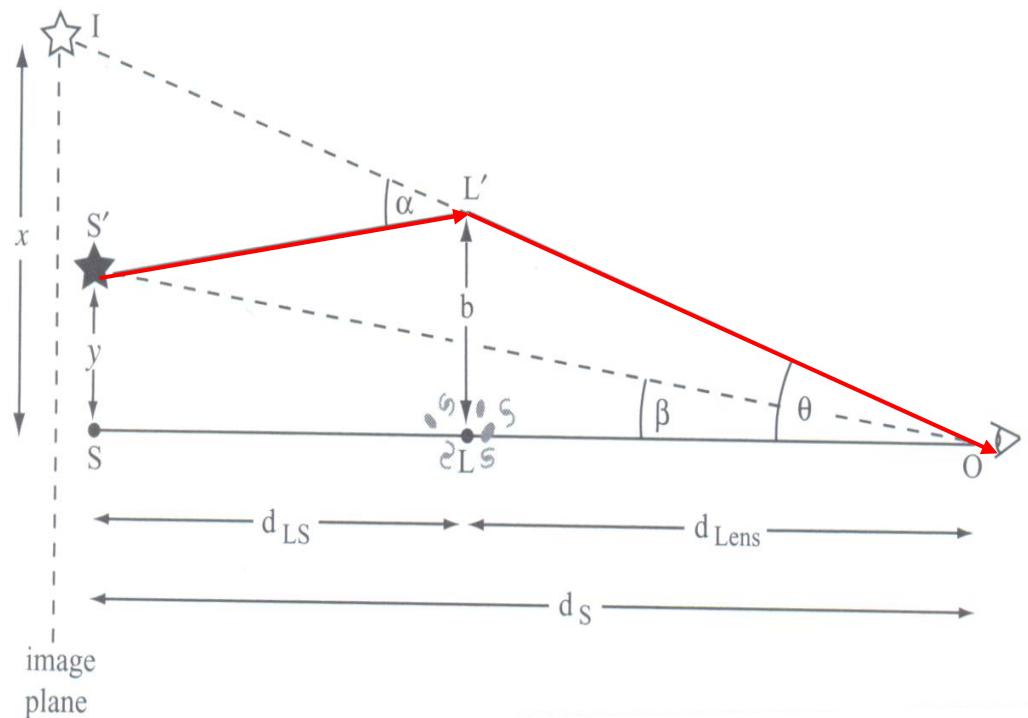
Na figura ao lado temos uma configuração simples de uma lente gravitacional. O raio luminoso é emitido pela fonte (S') e sofre uma deflexão pela lente (L) antes de atingir o observador (O). Neste caso, considerando que o ângulo α é pequeno, a posição da imagem deverá obedecer a restrição geométrica

$$x - y \sim \alpha d_{LS}$$

sendo d_{LS} a distância do defletor. O fator $\alpha(b)$ depende da interação introduzida pela massa do defletor. Na aproximação de um corpo pontual alinhado com a fonte e o observador

$$\alpha \sim 4GM/bc^2 = 2R_s/b$$

onde R_s é o raio de Schwarzschild e b o parâmetro de impacto do encontro.



Considerando que os ângulos envolvidos na figura sejam muito pequenos temos que $\beta \sim y/d_S$ e analogamente $\theta \sim x/d_S$. Como o efeito de curvatura da luz é muito pequeno e o parâmetro de impacto $b \sim \theta d_{\text{Lens}}$ temos que

$$\theta - \beta = \alpha d_{\text{LS}}/d_S = 4 GM/bc^2 d_{\text{LS}}/d_S = 1/\theta \cdot 4GM/c^2 d_{\text{LS}}/d_{\text{Lens}} d_S = \theta_E^2/\theta$$

onde $\theta_E = (4GM/c^2 d_{\text{LS}}/d_{\text{Lens}} d_S)^{1/2}$ é o chamado ângulo de Einstein. Esta equação pode ser transformada na forma

$$\theta^2 - \beta\theta - \theta_E^2 = 0$$

Indicando que

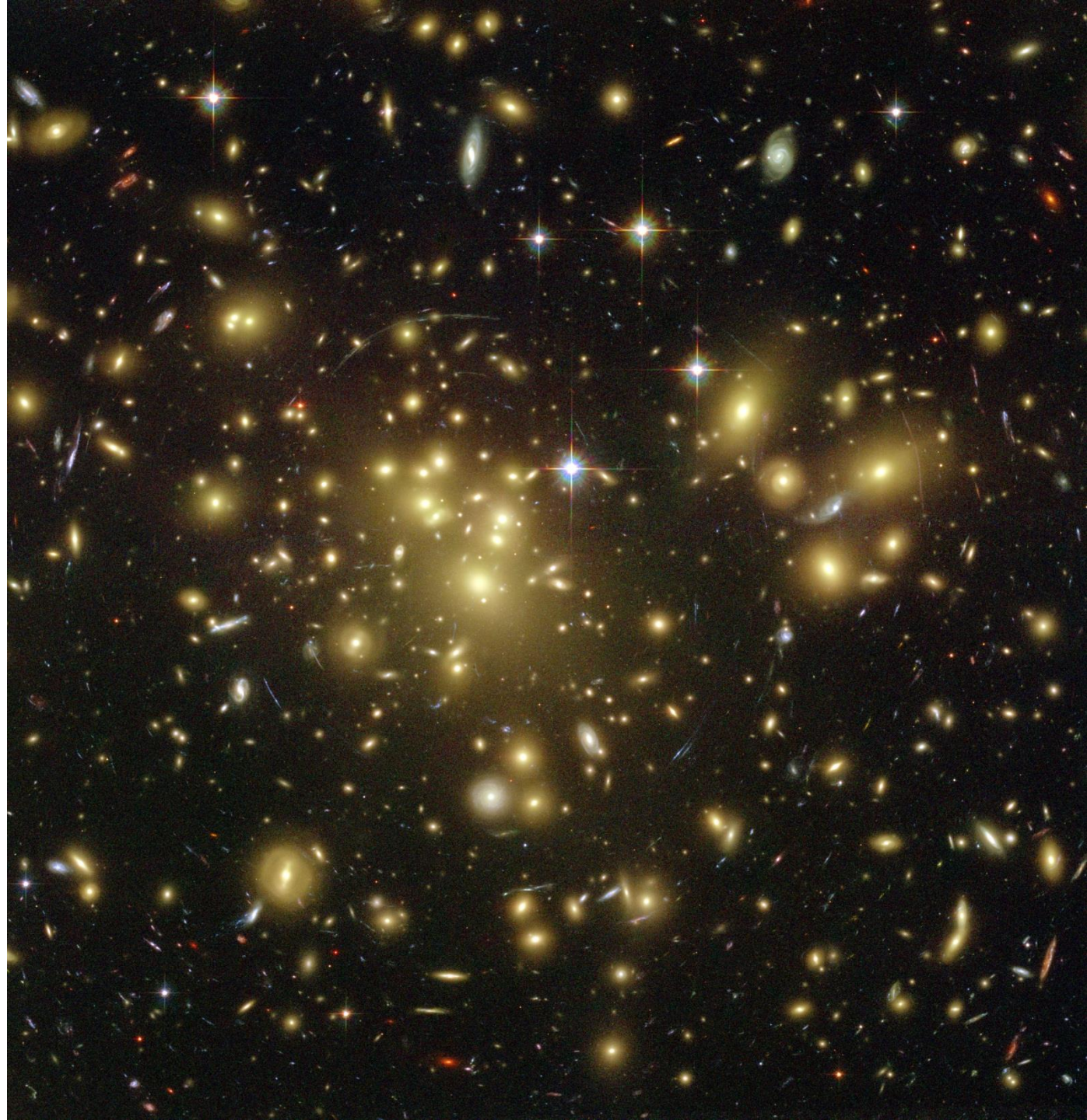
$$\theta_{\pm} = [\beta \pm (\beta^2 + 4\theta_E^2)^{1/2}] / 2$$

Portanto se o objeto estiver exatamente alinhado com a lente temos $\beta=0$, $\theta=0$ e veremos um círculo de raio θ_E também conhecido como anel de Einstein. Caso contrário veremos duas imagens localizadas em θ_+ e θ_- .

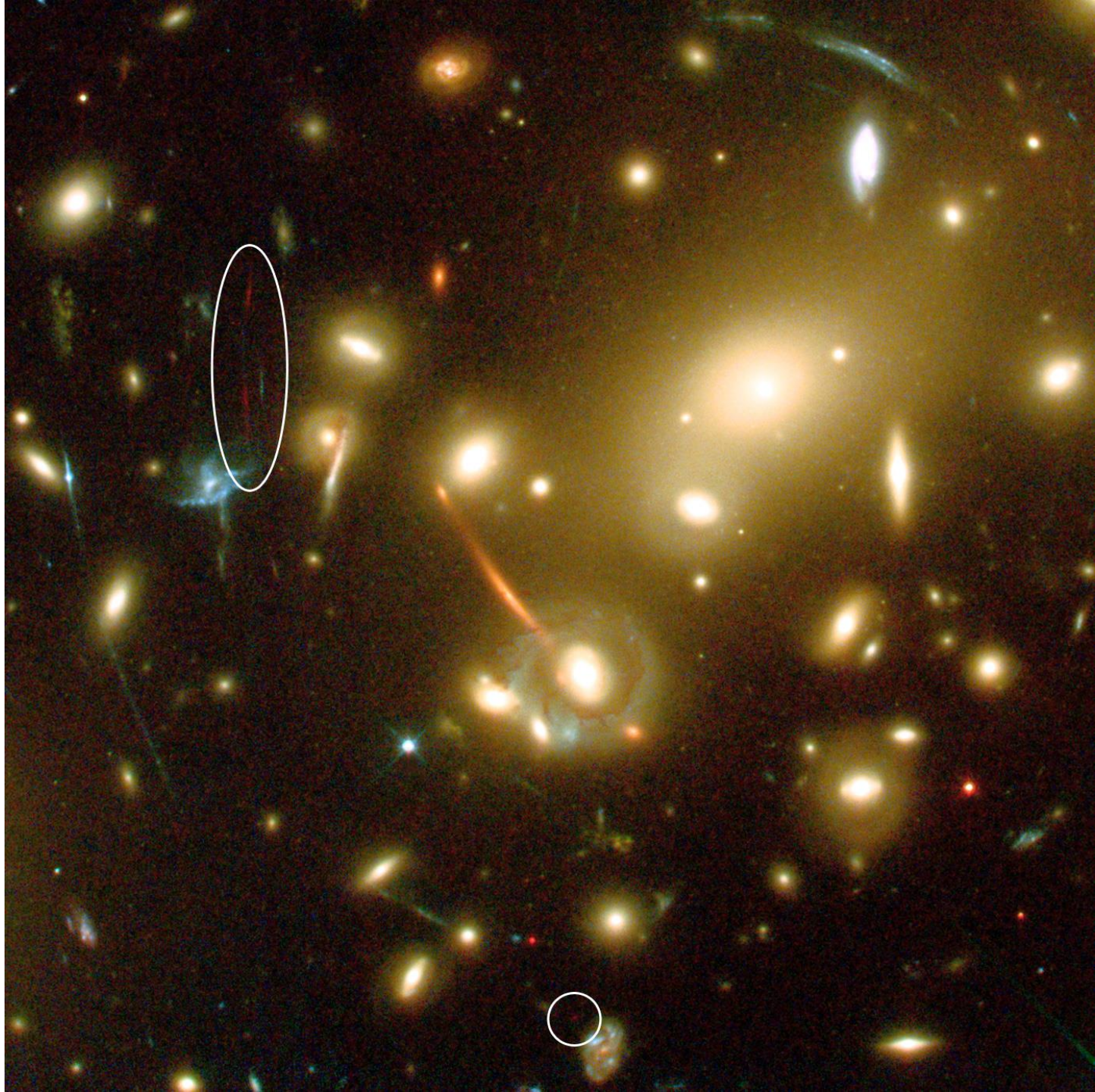
Mostre que se a lente é um objeto de 1Msun estiver a uma distância tal que $d_S=2d_{\text{Lens}}$ então

$$\theta_E = (R_s/d_{\text{Lens}}) \sim 2 \times 10^{-3}'' (1\text{kpc}/d_{\text{Lens}})^{1/2}$$

No caso cosmológico a aproximação de massa pontual desenvolvida acima deixa de ser válida e é necessário considerar a distribuição espacial de massa tanto do defletor como da fonte. Um exemplo é a imagem ao lado do aglomerado A1689 obtida pelo telescópio espacial Hubble mostrando a presença de inúmeros objetos mais distantes cuja luz foi distorcida pelo potencial gravitacional do aglomerado.

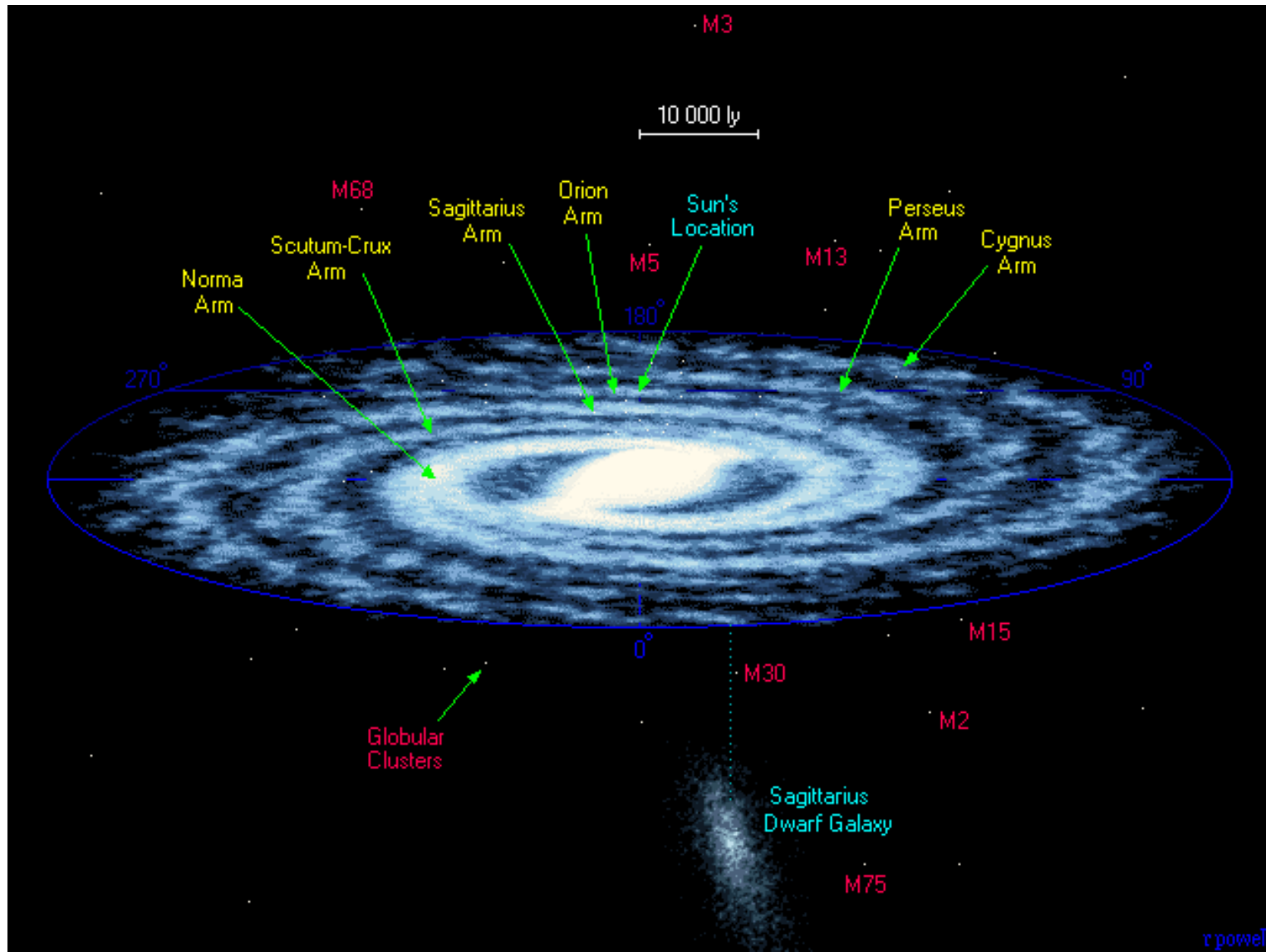


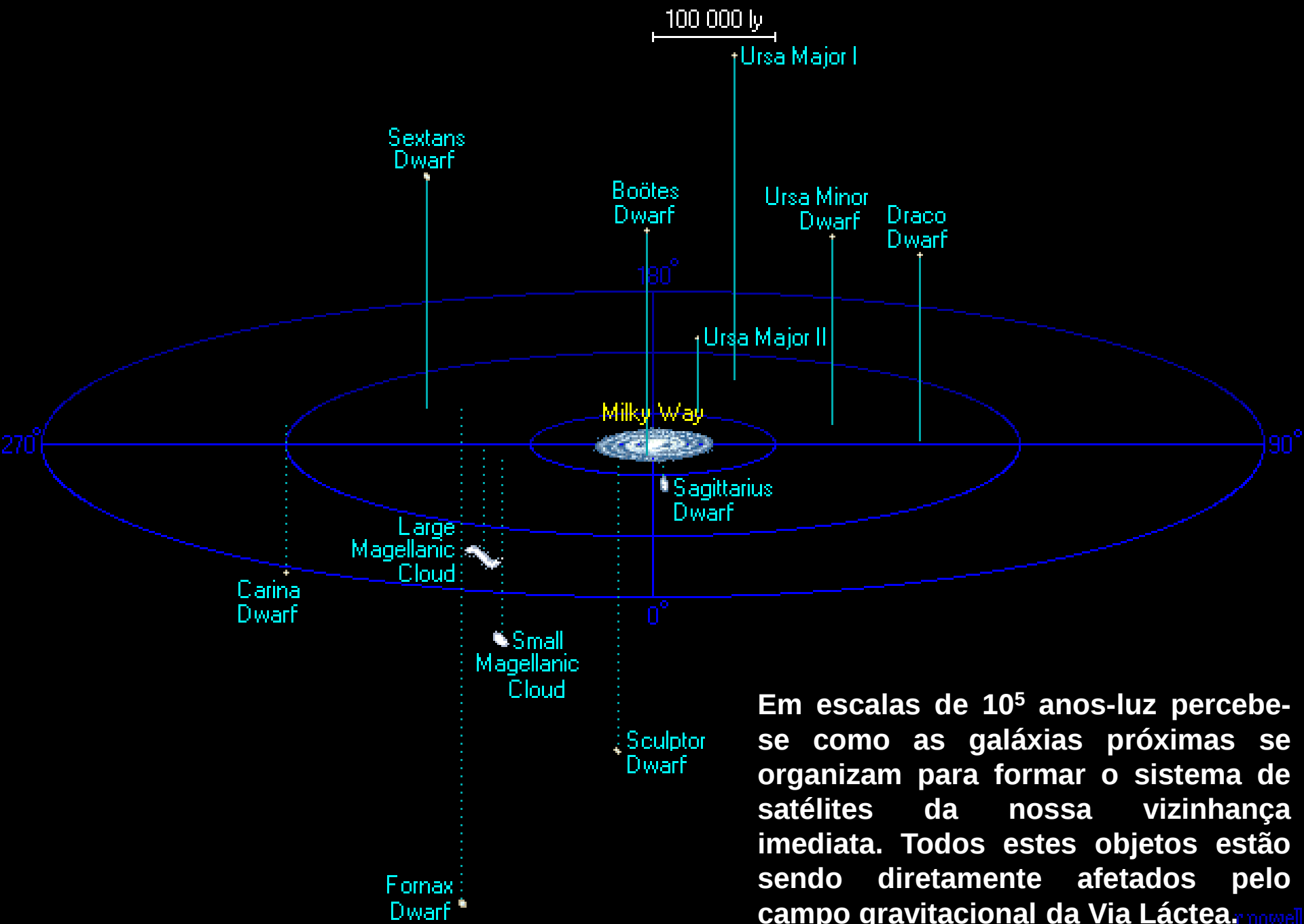
Nesta imagem do aglomerado A2218 podemos ver vários exemplos de lentes gravitacionais de objetos distantes. Em particular a galáxia marcada pela elipse e pelo círculo trata-se de um dos objetos mais distantes já observados em $z \sim 7$.



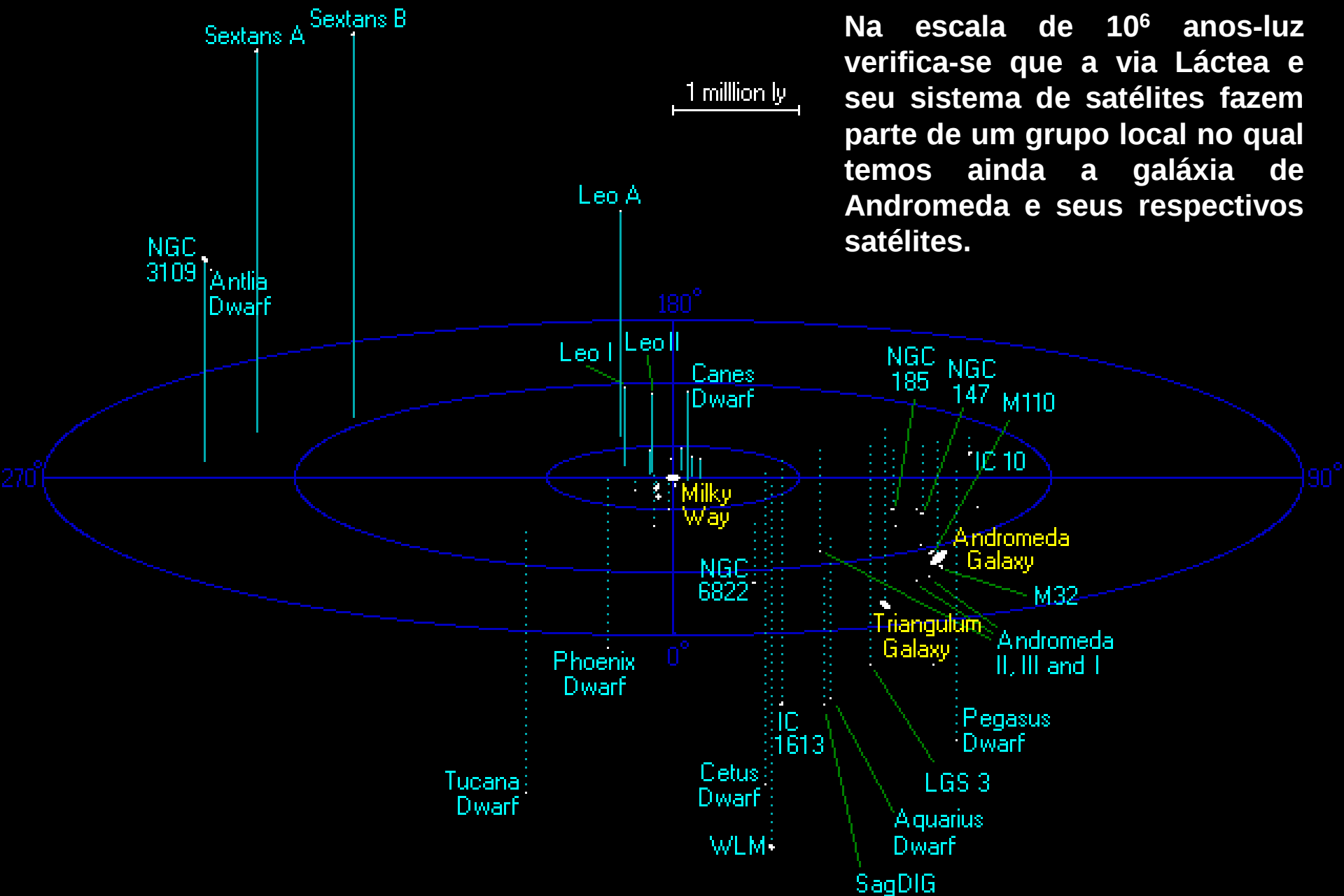
7.6 O Universo em Grandes Escalas

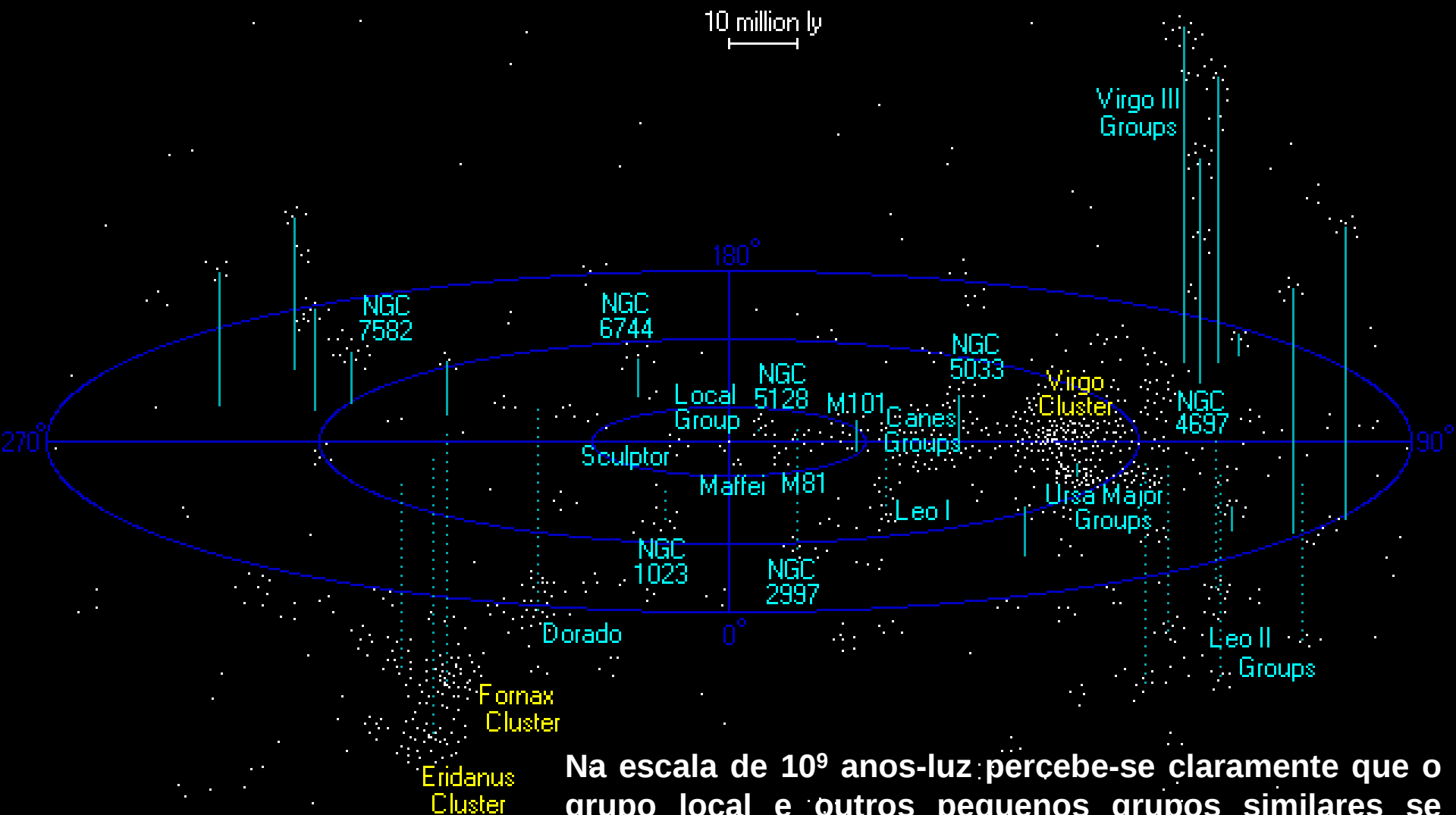
O nosso ponto de partida é a escala de 10^4 anos-luz em que podemos observar como as estrelas se organizam para formar uma galáxia como a nossa Via Láctea.



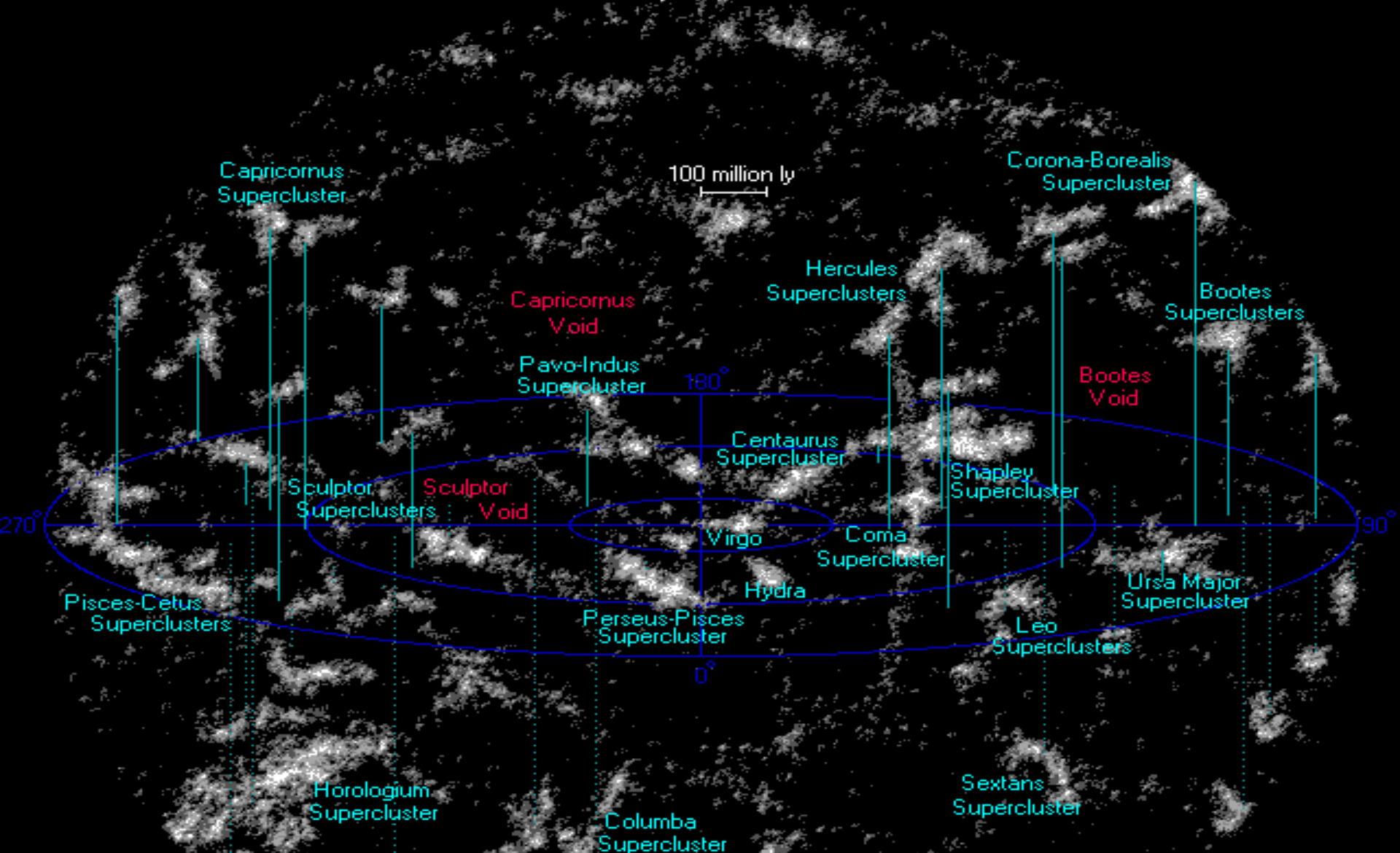


Na escala de 10^6 anos-luz verifica-se que a via Láctea e seu sistema de satélites fazem parte de um grupo local no qual temos ainda a galáxia de Andromeda e seus respectivos satélites.

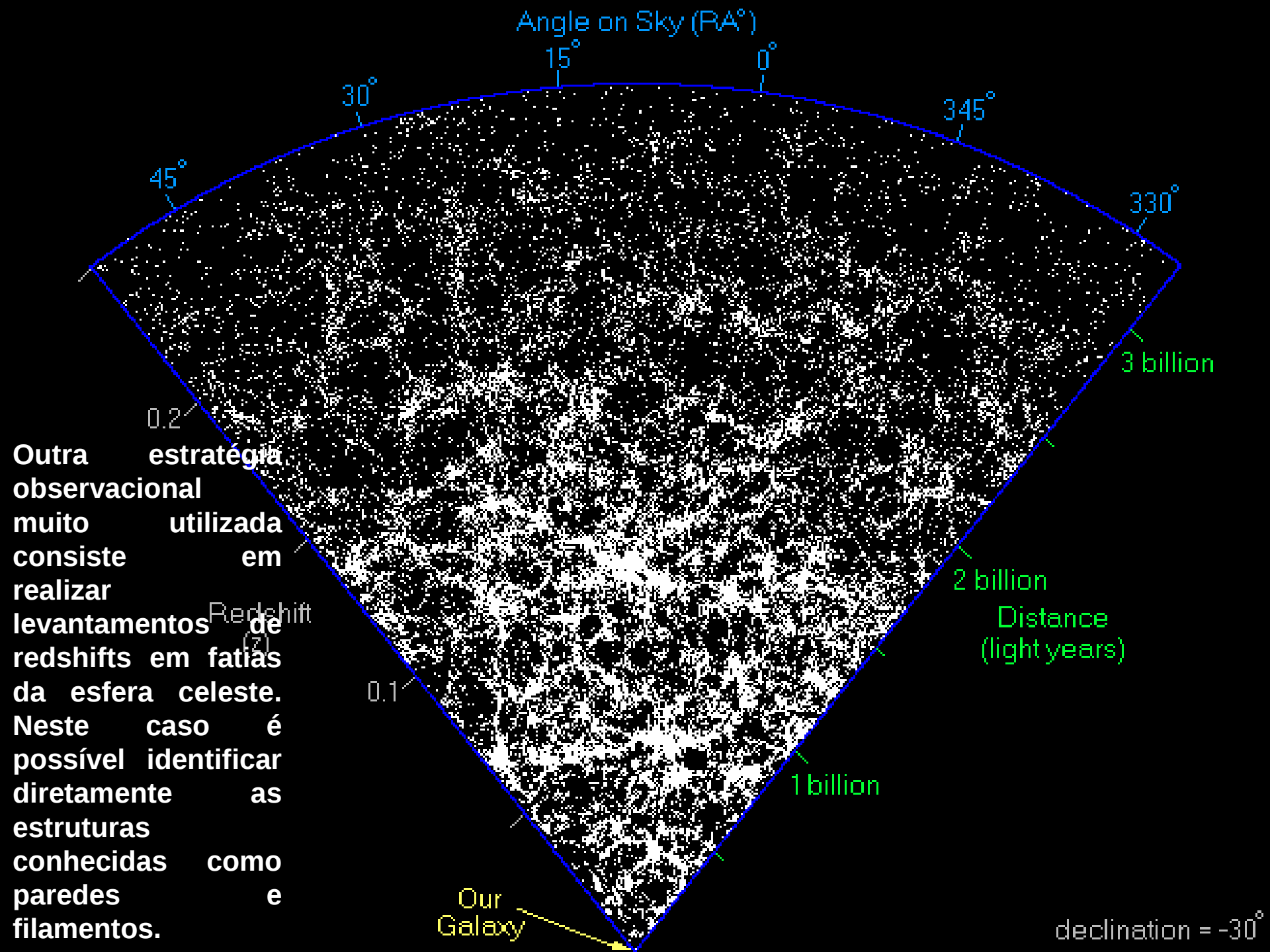




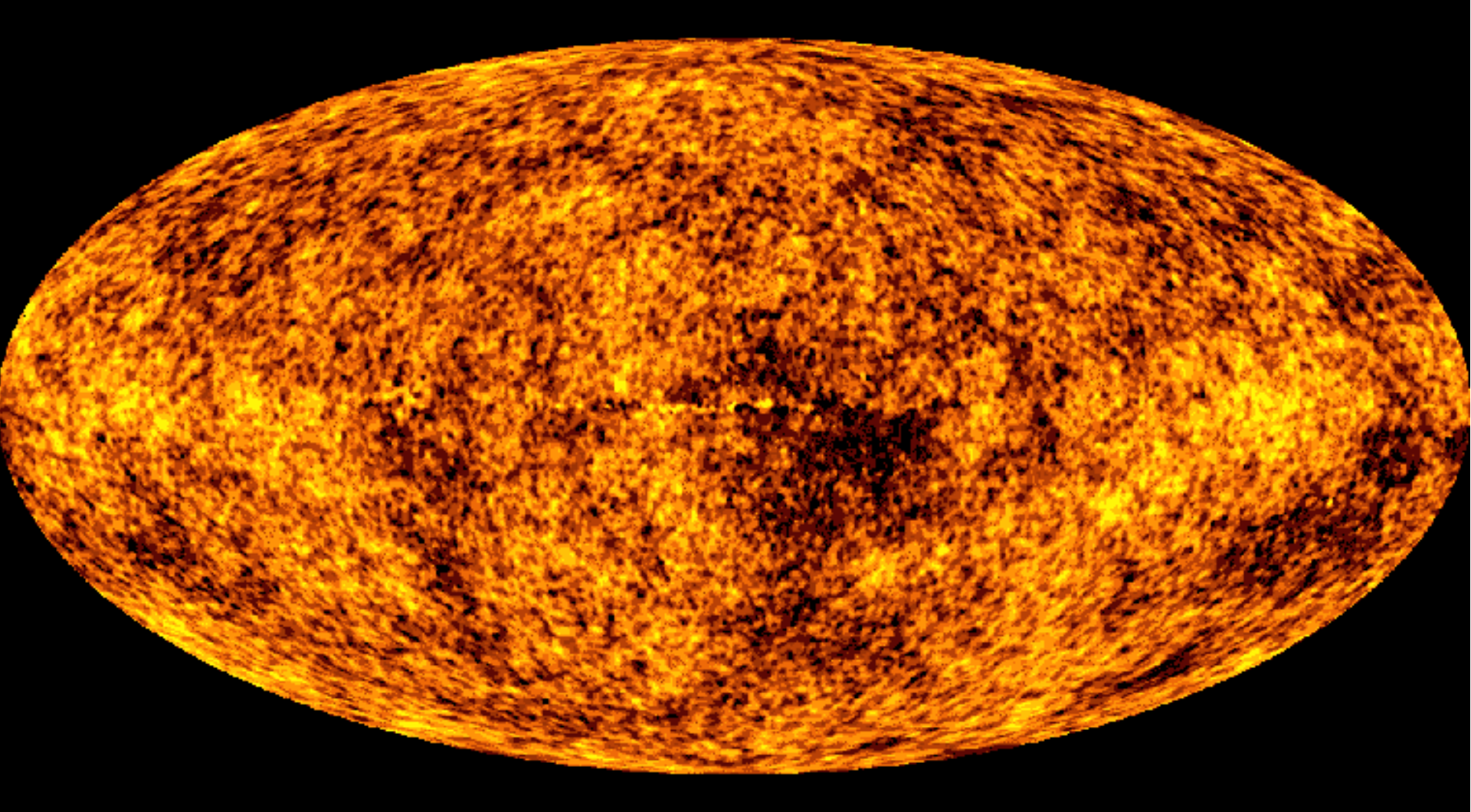
Na escala de 10^9 anos-luz percebe-se claramente que o grupo local e outros pequenos grupos similares se juntam para orbitar em torno de uma estrutura bem maior associada ao aglomerado de Virgo. Sabe-se que o grupo local se movimenta com cerca de 220 km/s em direção ao centro do aglomerado de Virgo.



Em escalas de 10^8 anos-luz~33 Mpc temos muito provavelmente uma visão que corresponde a uma amostra representativa do Universo local (Fair sample). Estruturas como esta devem se repetir em outras regiões formando o Universo conhecido. Observe a presença de estruturas filamentosares semelhantes ao que se observa nas simulações numéricas.



Outra estratégia observacional muito utilizada consiste em realizar levantamentos de redshifts em fatias da esfera celeste. Neste caso é possível identificar diretamente as estruturas conhecidas como paredes e filamentos.



A visão mais remota que temos atualmente do Universo é através do fundo de radiação cósmica observada com o satélite WMAP. Acredita-se que as perturbações que observamos neste mapa, correspondendo à distribuição de matéria em $z=1000$, evoluíram para formar a estrutura celular que observamos atualmente no Universo local. A presença de correlações na distribuição destas perturbações se deve a fenômenos ocorridos durante a fase de expansão inflacionária do Universo primordial.

7.7 Problemas

1. Considere o par de galáxias binárias NGC 3226, 3227 do catálogo de Turner que apresenta $\Delta v = 293$ km/s, $\text{Sep} = 2,20'$ e $\text{dist} = 29,8$ Mpc. Suponha uma situação altamente favorável em que os dois objetos estejam em uma órbita circular em que o vetor velocidade esteja alinhado com o observador. Estime o período orbital deste par. Quantas órbitas este sistema percorreu desde o Big-Bang? Qual o possível efeito causado pela proximidade destes objetos nas suas populações estelares? Qual deve ser a influência da expansão do Universo nesta interação?
2. Suponha que a razão entre a massa total e a massa estelar de uma galáxia típica seja $M_{\text{to}}/M_{*} = 5$. Na aproximação de curva de rotação plana, $V_{\text{rot}} = 200$ km/s, qual deveria ser a dimensão típica do halo de matéria escura?
3. O anel da galáxia Cartwheel se expande com uma velocidade média da ordem de 89 km/s. Sabendo que a distância do objeto é cerca de 123 Mpc estime o diâmetro do anel externo e o tempo decorrido desde o impacto. Porque motivo ocorreu a formação do anel?
4. Qual seria uma possível aparência da galáxia Cartwheel quando vista no plano paralelo ao disco da galáxia perturbada? Alguma das classes de galáxias de Arp poderia corresponder a este evento?

5. Estime a ordem de grandeza da densidade de galáxias em um aglomerado em função das classes de Abell.
6. Qual seria a dimensão dos halo de matéria escura das galáxias se toda a matéria escura dos aglomerados estivesse associada às galáxias individualmente?
7. Admitindo que em média as galáxias tenham uma dimensão $R_{\text{gal}} \sim 20$ kpc estime a escala de tempo de colisão entre as galáxias em um aglomerado rico como Coma.