

Tema 7:

Distribución espacial de galaxias

Consultar: "*Galactic Astronomy*", Binney & Merrifield, 1998, Princeton, temas 7 y 8.

"*Galaxies and the Cosmic Frontier*", Waller & Hodge, 2003, Harvard, tema 3.

"*Galaxies and Cosmology*", Jones & Lambourne, 2007, Cambridge, tema 4 (J&L07).

"*An Introduction to Modern Astrophysics*", Carroll & Ostlie, 2007, Pearson, temas 26-28 (C&O07).

"*Galaxies in the Universe*", Sparke & Gallagher III, 2008, Cambridge, temas 7 y 8.

"*Galaxy Formation and Evolution*", Mo, van den Bosch, White, 2010, Cambridge, Tema 2.

NASA Extragalactic Database (NED) Level 5: <http://ned.ipac.caltech.edu>.



Objetivos del tema

- **Describir la distribución de galaxias en el Universo.**
 - ◆ **¿Cómo se distribuye la materia visible en el Universo?**
 - ◆ **¿Qué es y cómo se estudia la LSS?**
 - ◆ **Efectos físicos interesantes con relevancia cosmológica.**

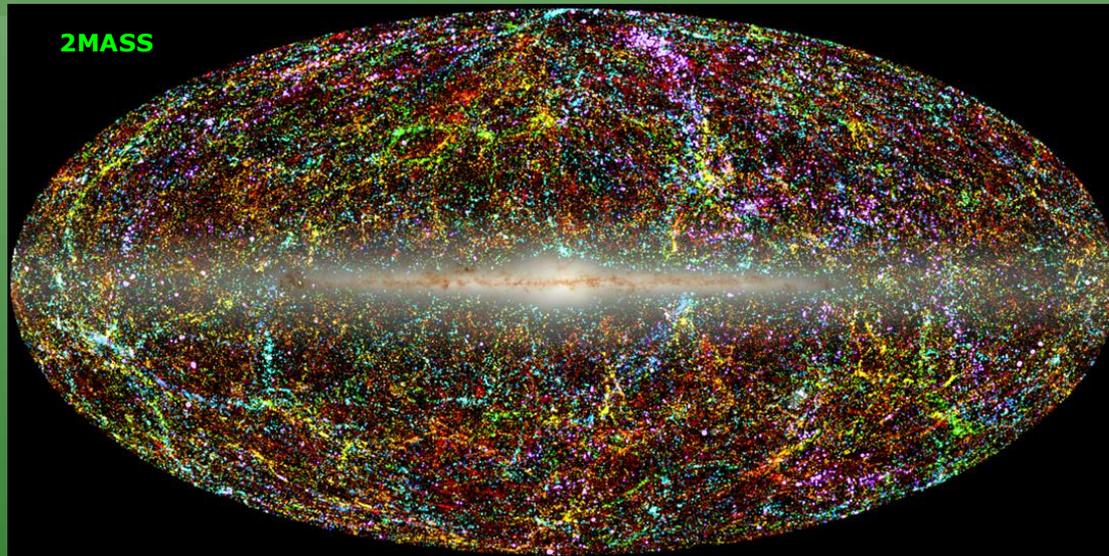


Introducción

Una de las propiedades principales del Universo como un todo es la **distribución espacial de materia** y, dentro de este tema en general, la distribución de galaxias nos permite estudiar cómo se ha formado el Universo.

Como veremos en la parte de Cosmología, **el Universo se considera homogéneo e isótropo**. Pero esto es **a gran escala**, a escalas más pequeñas el Universo no es uniforme: las galaxias y la materia en general se concentran en distintas estructuras.

En general, las galaxias se suelen encontrar en compañía de otras en **grupos o cúmulos**, los **cúmulos se agrupan en supercúmulos**. Los supercúmulos, junto con la materia oscura, se organiza en **filamentos y capas**, que dejan espacios vacíos (al menos, con una densidad muy baja comparado con los alrededores) o **voids**.



7.1.El Grupo Local

La Vía Láctea tiene dos grandes satélites fácilmente observables a ojo: las Nubes de Magallanes (Magellanic Clouds, MCs).

La LMC y la SMC son visibles a simple vista en el Hemisferio Sur.



7.1.El Grupo Local

La LMC es una galaxia de aspecto irregular con una estructura en forma de barra. Está a unos 50 kpc, siendo la tercera galaxia más cercana a la MW, después de Sagitario y Canis Major.



<http://www.astronet.ru/db/xware/msg/1227228>



7.1.El Grupo Local

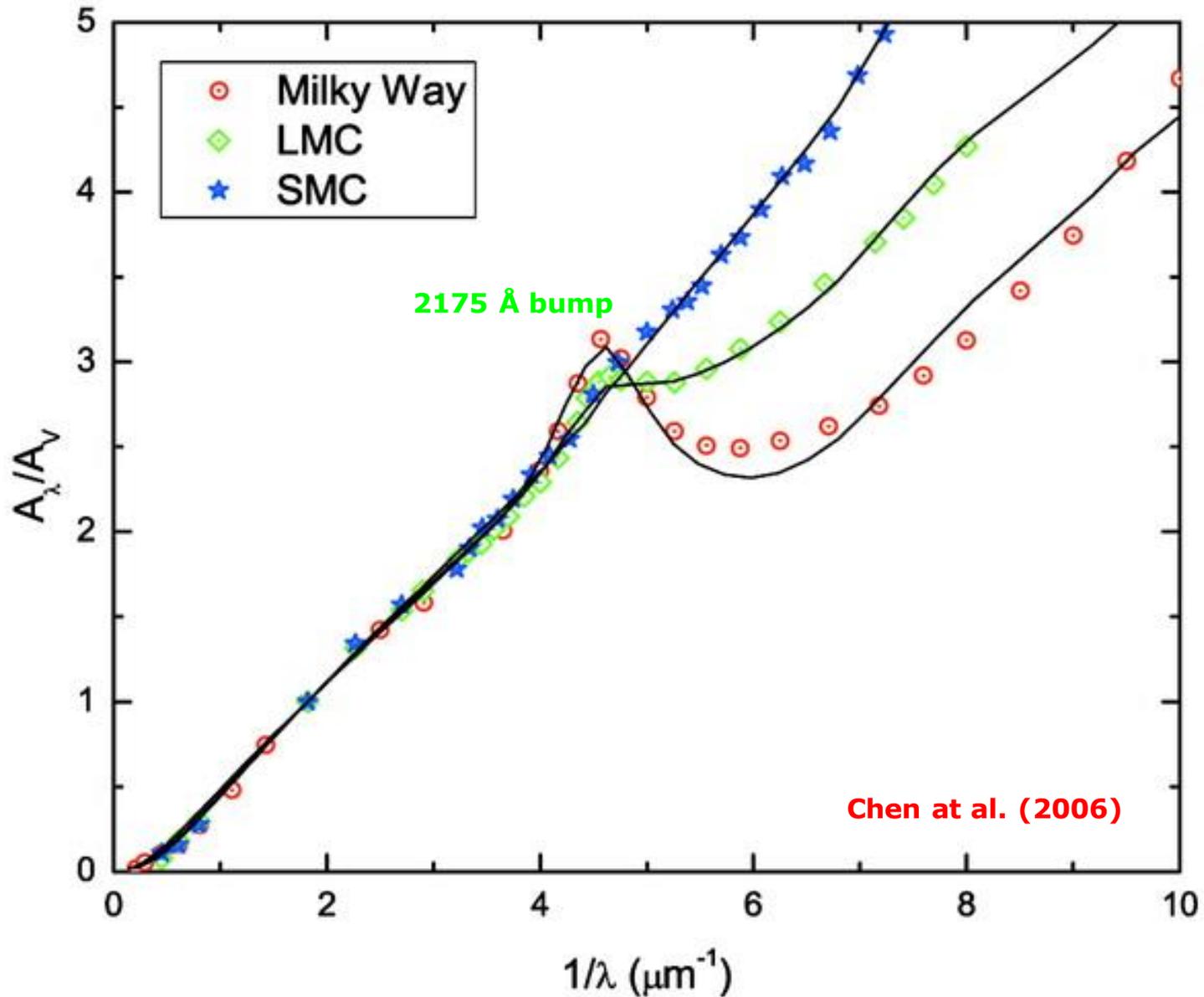
La LMC tiene una masa estelar de $10^{10} M_{\odot}$ y un tamaño de 10^0 (~ 9 kpc). Su barra prominente (y un posible brazo espiral) puede indicar que su origen es una espiral en proceso de destrucción por la interacción con la MW y la SMC.

La LMC parece no estar de cara, como se creía hace años, sino tener una inclinación de 35° , según medidas de distancias a varias cefeidas.

La distancia a la LMC es una de las claves en la escalera de distancias cosmológicas. Se ha determinado con cefeidas y otras estrellas variables, si bien las características de estas estrellas son algo diferentes a las análogas en la MW (por ejemplo, la metalicidad es diferente). También el polvo parece ser diferente (lo que se nota en la curva de extinción tipo LMC, que es diferente a la MW).



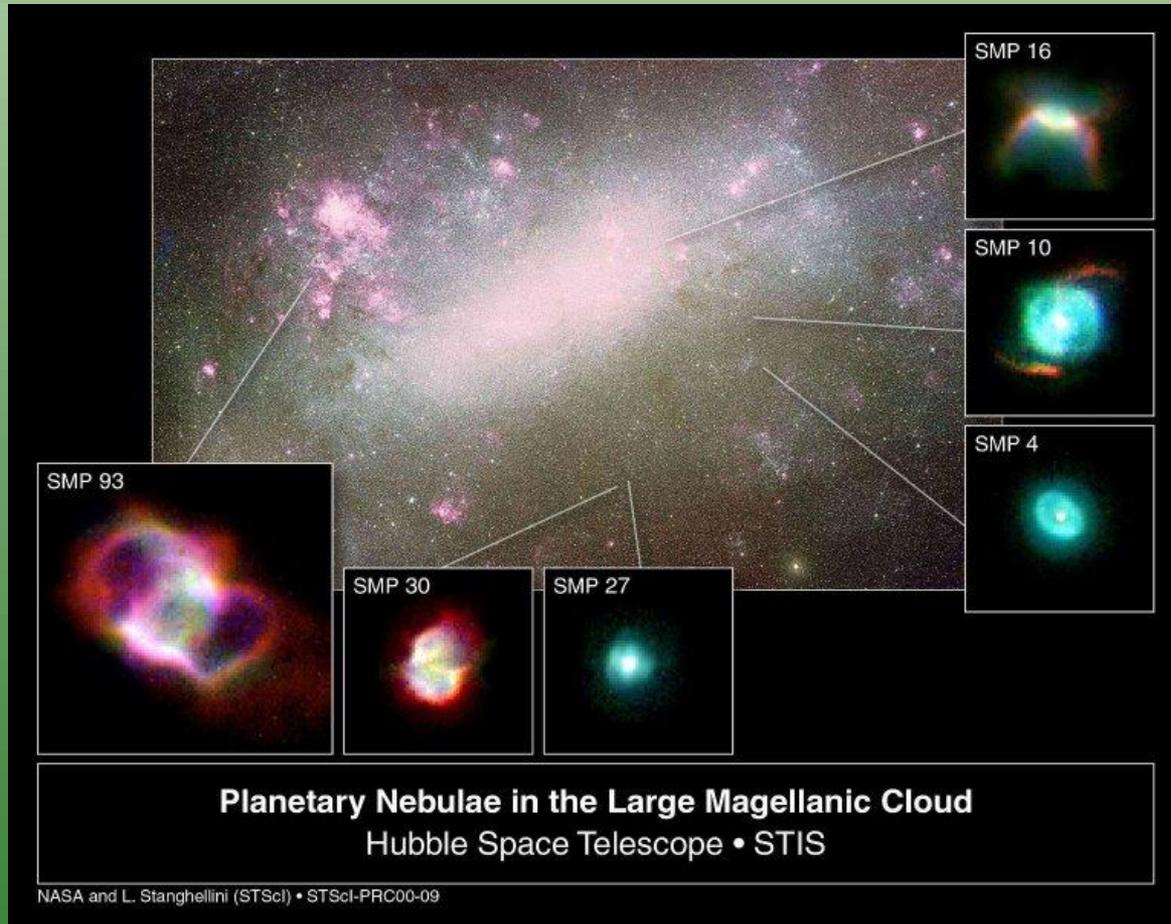
7.1.El Grupo Local



7.1.El Grupo Local

El estudio de la LMC es muy interesante, por la proximidad y por la presencia de objetos interesantes como la Tarantula Nebula (30 Doradus), la región de formación estelar más intensa en el Grupo Local, multitud de cúmulos globulares, nebulosas planetarias, etc...

La LMC y la SMC están unidas por un puente de gas y comparten un mismo envoltorio de gas atómico.



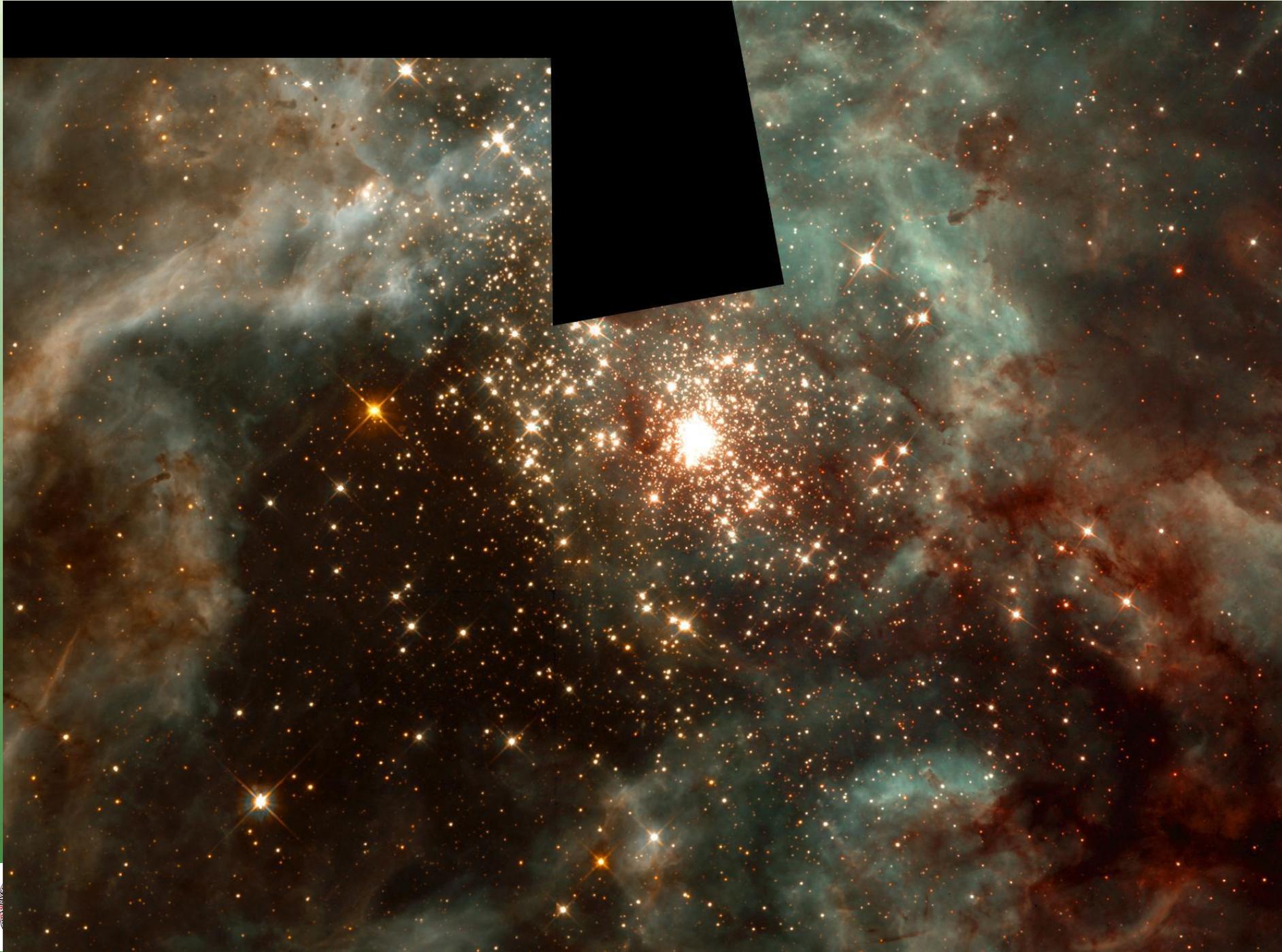
7.1.El Grupo Local



30 Doradus in the Large Magellanic Cloud
Hubble Space Telescope • WFC2

NASA, N. Walborn (STScI), J. Maíz-Apellániz (STScI), and R. Barbá (La Plata Observatory, Argentina) • STScI-PRC01-21





7.1.El Grupo Local

La SMC es una galaxia enana de una masa $\sim 7 \times 10^9 M_{\odot}$, a una distancia de unos 60 kpc, y un tamaño de unos 5 kpc. Cuenta también con una estructura en forma de barra en su centro, lo que parece indicar que fue una espiral, ahora destruida por su encuentro con la MW y la LMC.



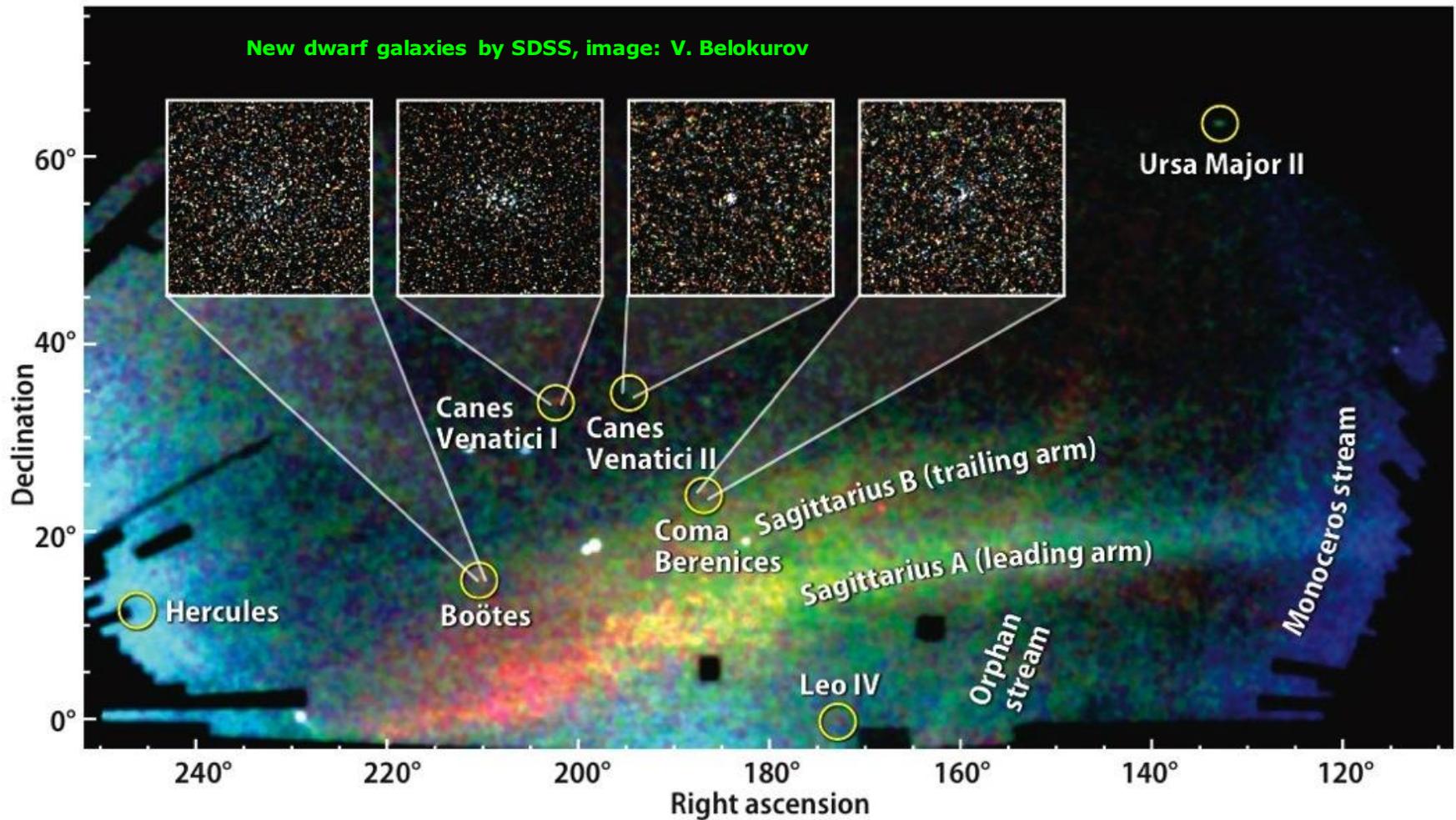
© 1997 Fred E apenak

www.MrEclipse.com

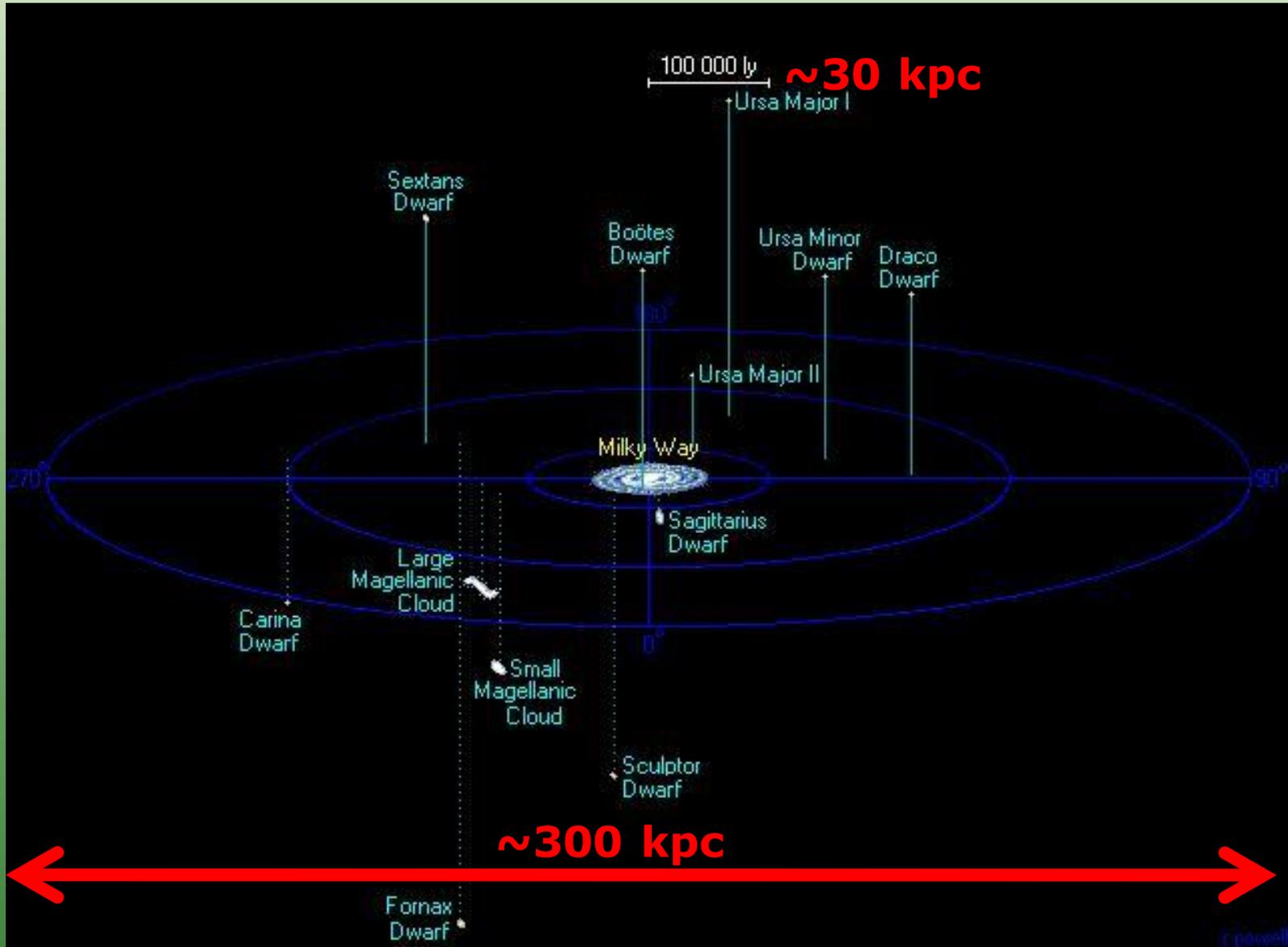


7.1.El Grupo Local

La MW está rodeada por varias decenas más de galaxias satélite de tamaño pequeño (enanas). Su detección es difícil dado su pequeño tamaño, su carácter difuso debido a su proximidad y tamaño, y la posibilidad de que estén muy deformadas por la interacción con la MW.

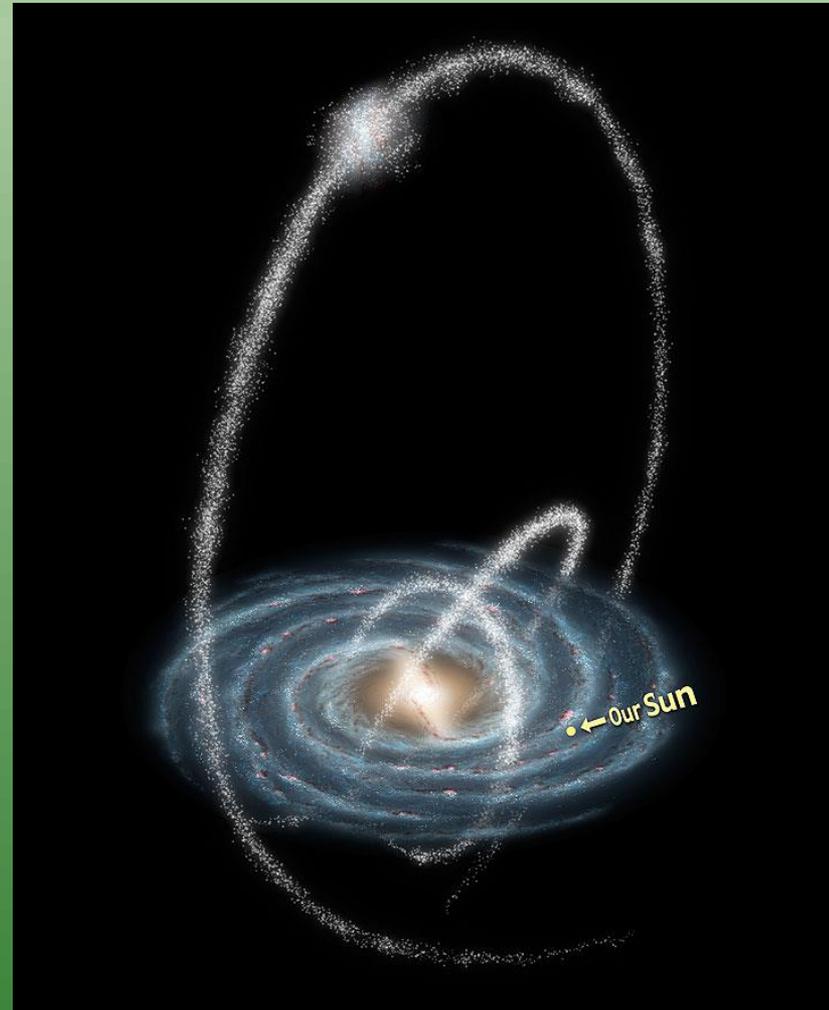
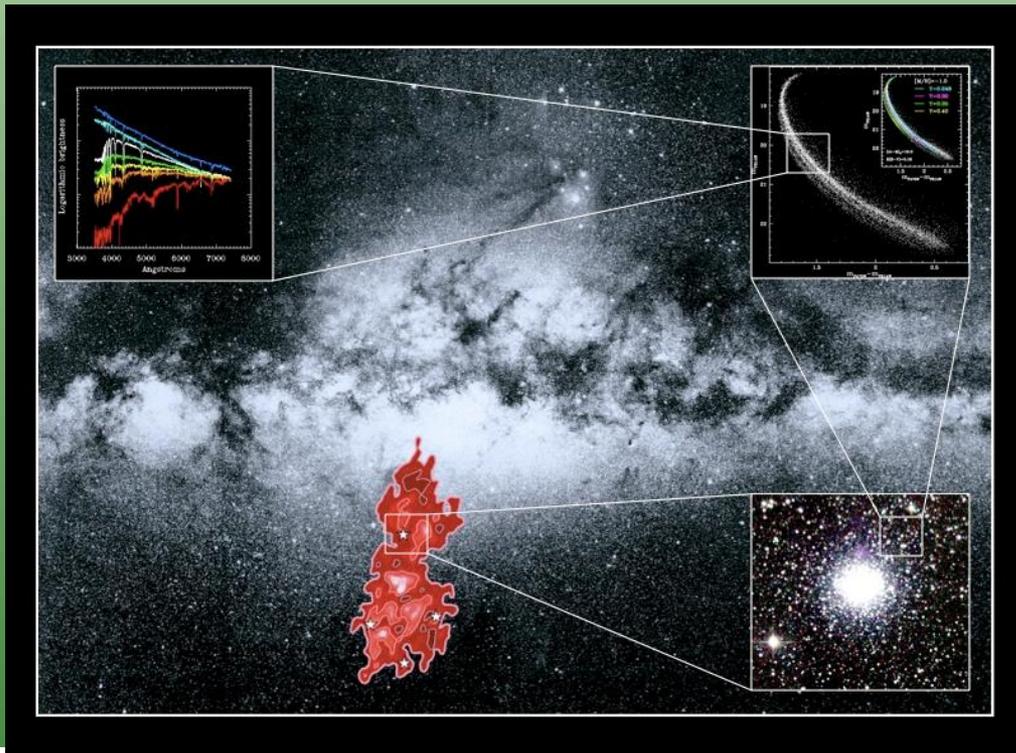


7.1.El Grupo Local



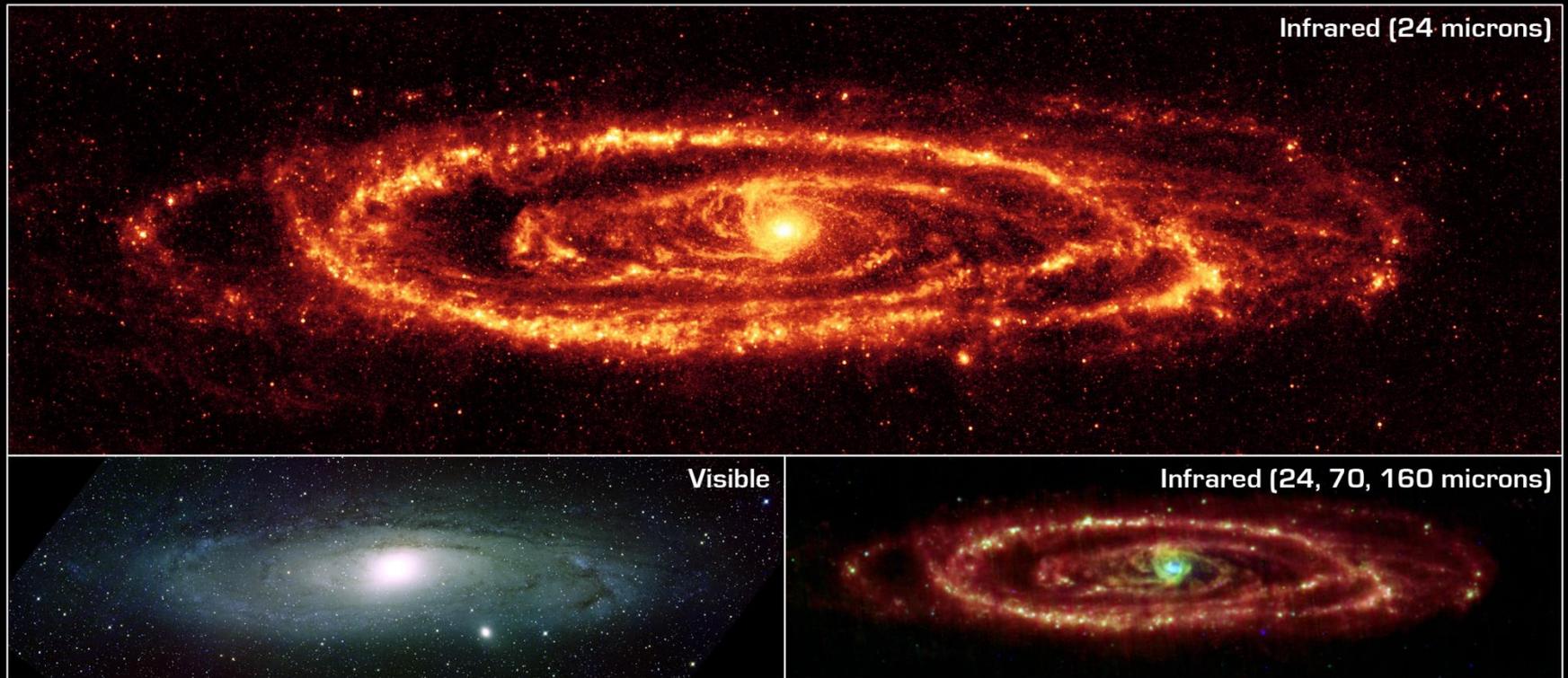
7.1.El Grupo Local

La satélites enanas de la MW tiene una masa varios miles de veces menor que la MW. Sus poblaciones estelares son variadas, lo que puede deberse a la formación estelar intermitente resultado de las interacciones con la MW (p.e., brotes cada vez que la galaxia pasa por el periastro).



7.1.El Grupo Local

En el Grupo Local también se incluye la galaxia de **Andrómeda o M31**. Es una espiral de tipo Sb, que tradicionalmente se pensaba que es algo más grande que la MW, y que a 0.8 Mpc es el objeto distante más lejano que se puede observar a ojo. M31 tiene a su vez varios satélites.



Dust in Andromeda Galaxy (M31)

NASA / JPL-Caltech / K. Gordon (University of Arizona)

Spitzer Space Telescope • MIPS

Visible: NOAO

ssc2005-20a

7.1.El Grupo Local

M33 es otra galaxia espiral parte del Grupo Local, cuyo tamaño puede ser parecido al de la LMC, pero mucho más lejos (~ 0.8 Mpc).



<http://www.astrogb.com/m33.htm>



7.1.El Grupo Local

El Grupo Local tiene un tamaño de unos **2 Mpc**. Esto equivale a algo menos de 100 veces el tamaño de la MW ($30 \text{ kpc} = 0.03 \text{ Mpc}$). Las galaxias en el Grupo Local están ligadas gravitacionalmente, estando sus movimientos influenciados por la interacción con los miembros del grupo. Esto quiere decir también que las galaxias en el Grupo Local **no siguen el flujo de Hubble**, por lo que no se puede utilizar para la ley de Hubble para medir su distancia.

Aparte de las grandes espirales, la mayor parte de las aproximadamente 50 galaxias integrantes del Grupo Local son enanas, muchas de ellas esferoidales (dE).

Aunque a veces se considera que es un **cúmulo (quizás por el tamaño)**, el **Grupo Local** contiene unas pocas decenas de galaxias ligadas gravitacionalmente, por lo que también se podría considerar que es un grupo (es preferible esta clasificación), aunque la diferencia entre grupo y cúmulo no es taxativa (un grupo es un cúmulo pequeño, de pocos miembros).



7.1.El Grupo Local

The LOCAL GROUP

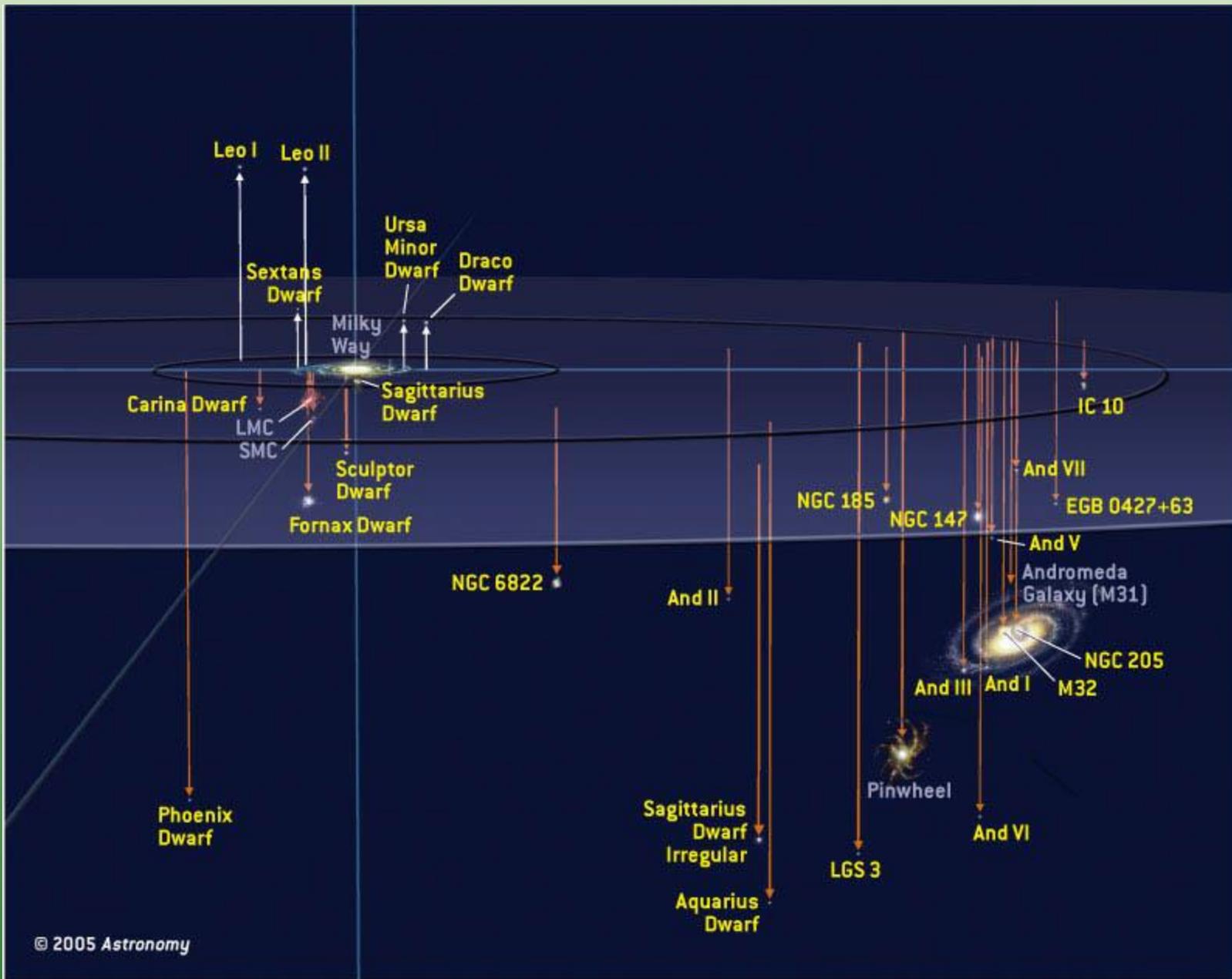
Figure 18.17 These are the galaxies of the Local Group, arranged to represent their actual physical relationships to the Milky Way <http://universe.com/ado/cfo/fig/18-17.html>



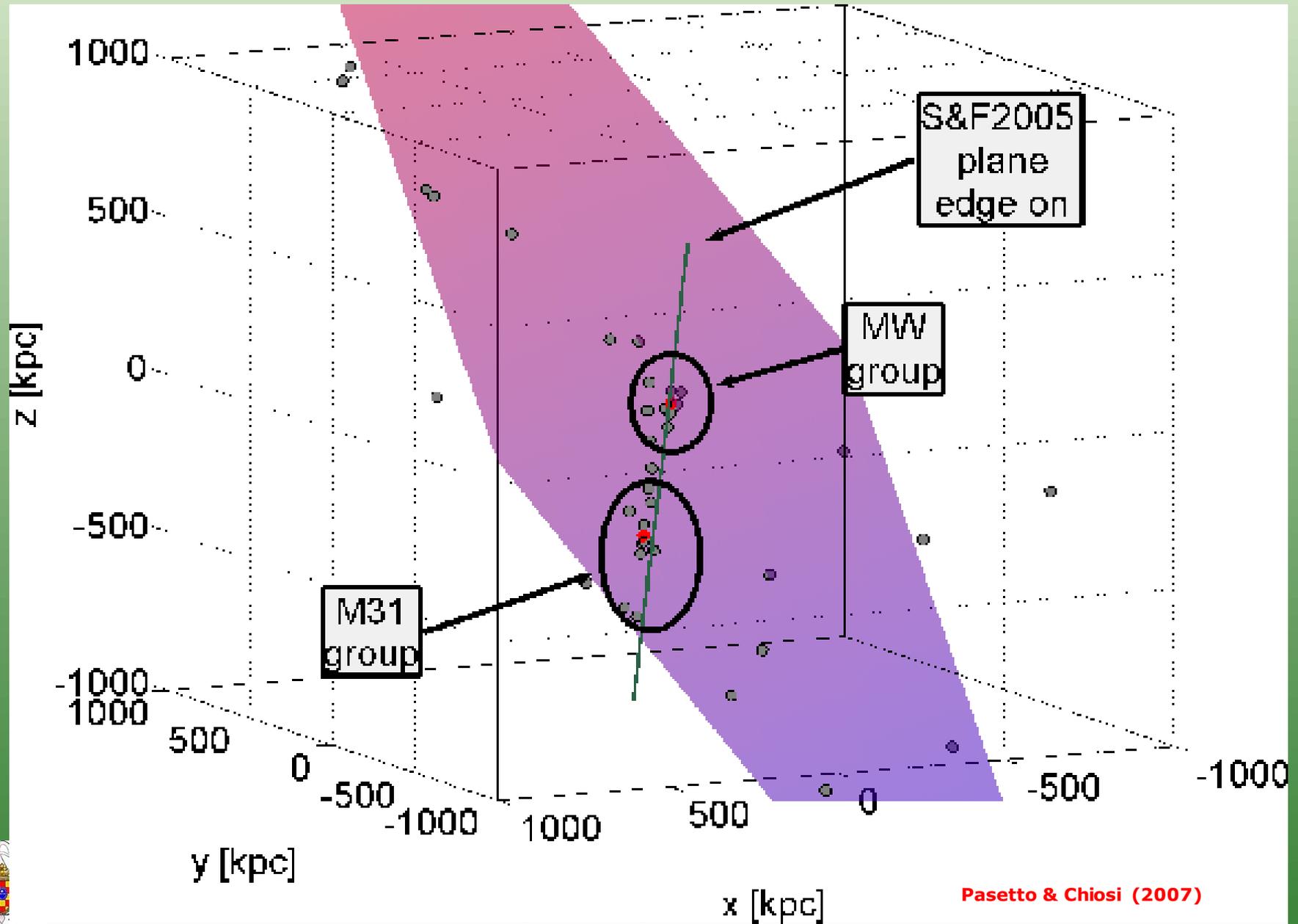
- (1) Milky Way
- (2) Draco
- (3) Ursa Minor
- (4) SMG
- (5) LMG
- (6) Carina
- (7) Sextans
- (8) Ursa Major
- (9) Pegasus
- (10) Sculptor
- (11) Fornax
- (12) Leo I
- (13) Leo II
- (14) Maffei
- (15) NGC 185
- (16) NGC 147
- (17) NGC 205
- (18) M32
- (19) Andromeda I
- (20) Andromeda II
- (21) Andromeda (M31)
- (22) M33
- (23) LGS 3
- (24) IC 1613
- (25) NGC 6822
- (26) Sextans A
- (27) Leo A
- (28) IC 10
- (29) DDO 210
- (30) Wolf-Lundmark-Melotte
- (31) IC 5152



7.1.El Grupo Local



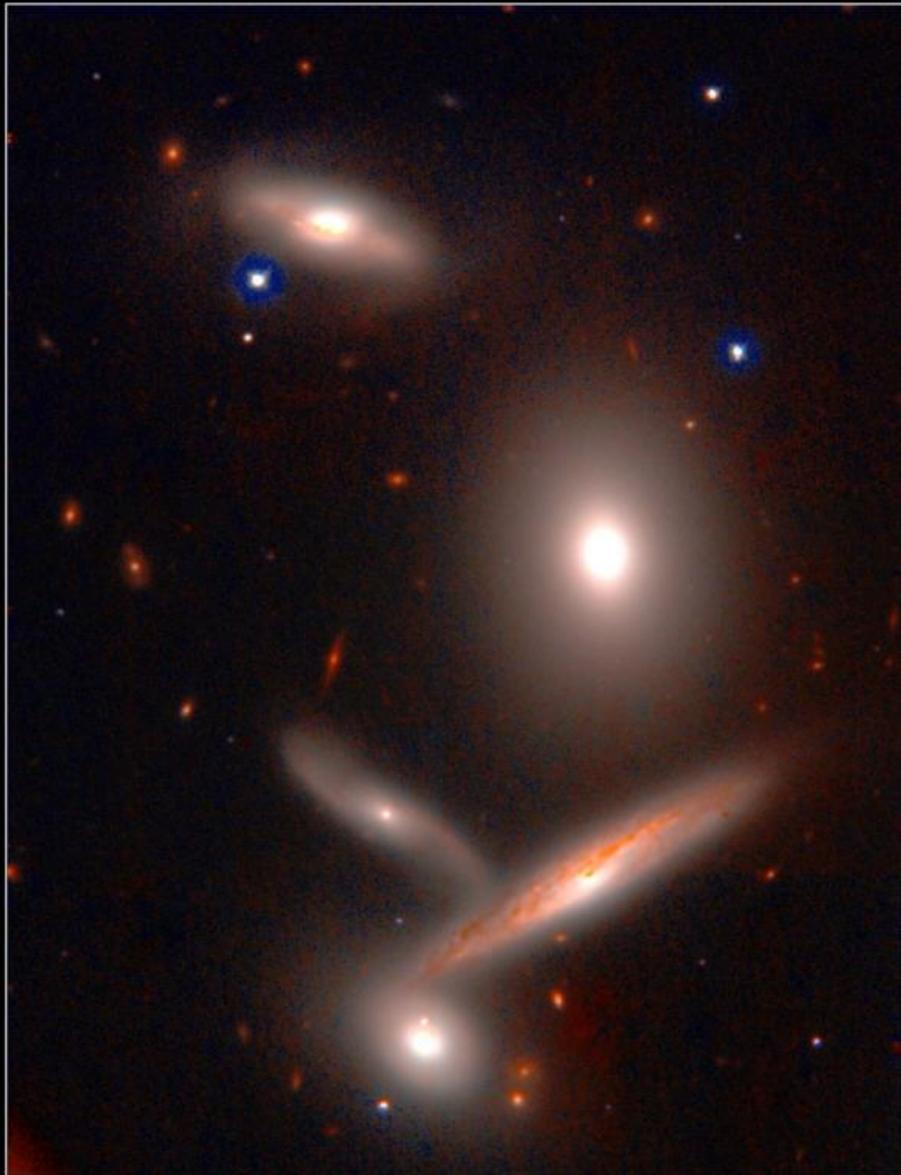
7.1.El Grupo Local



Pasetto & Chiosi (2007)



7.2. Grupos de galaxias



La concentración de galaxias más simple es un grupo de galaxias, cuyo número o *riqueza* que puede ir desde unas pocas galaxias hasta varias decenas. Ejemplos de grupos serían el Grupo Local, los grupos de Hickson, (p.e., el Quinteto de Stephan), etc...



Hickson Compact Group 40

Subaru Telescope, National Astronomical Observatory of Japan

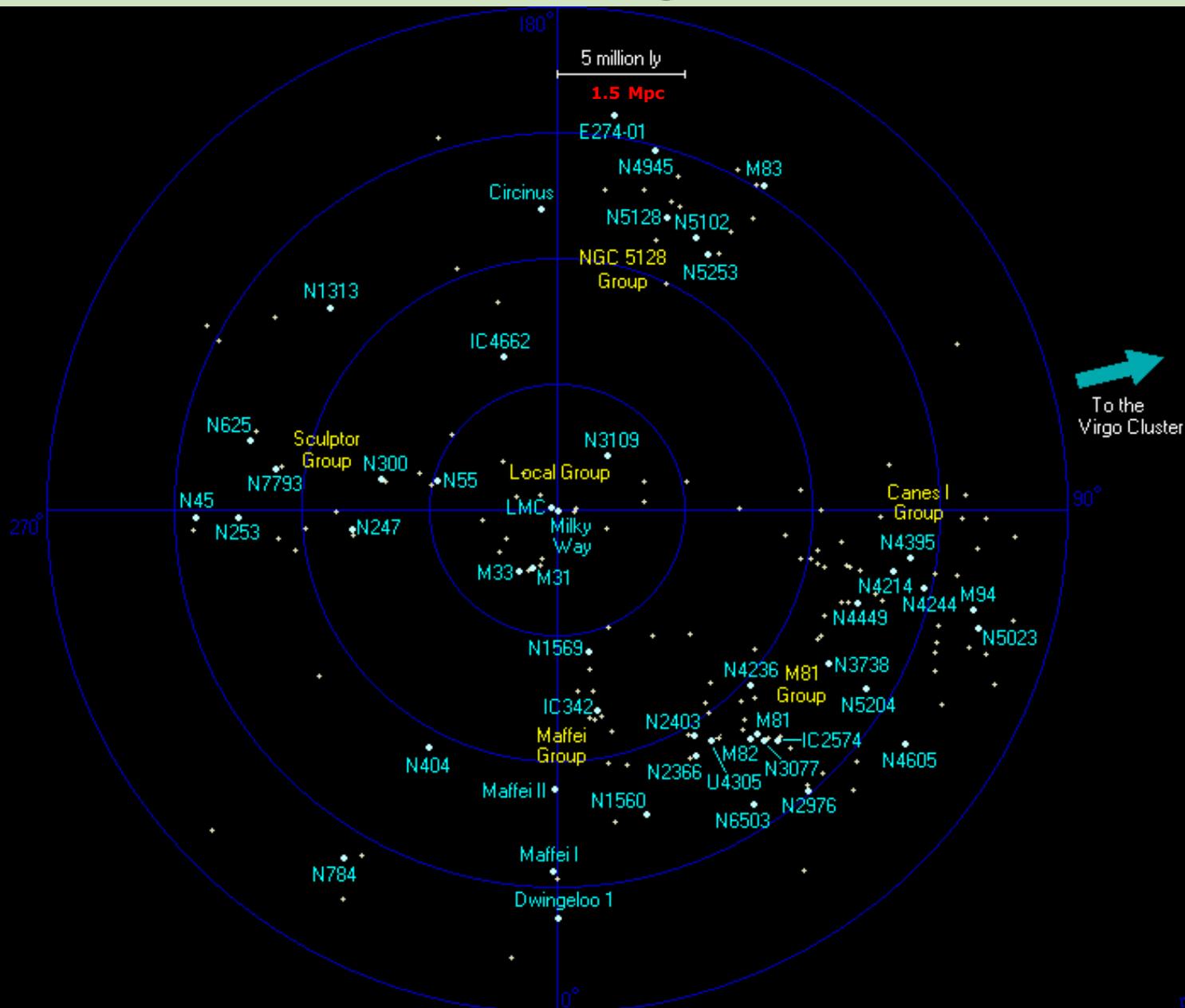
CISCO (J & K')

January 28, 1999

7.2. Grupos de galaxias

La detección de grupos de galaxias se suele realizar por medio de los redshifts de las galaxias, que deben tener diferencias de no más de unos 200 de km/s. Su tamaño está en torno a 1-2 Mpc y contienen del orden de $7 \times 10^{13} M_{\odot}$. Su mass-to-light ratios son del orden de $260 M_{\odot}/L_{\odot}$, lo que implica la presencia de grandes cantidades de DM.

7.2. Grupos de galaxias



7.3. Cúmulos de galaxias

Los **cúmulos** pueden contener cientos de galaxias en unos pocos Mpc. Los más masivos están más concentrados. No todas las galaxias pertenecen a cúmulos, de hecho menos de un **10% habitan en ellos**, siendo la mayoría de galaxias "**objetos de campo**", aunque suelen asociarse en pequeños grupos.

Los cúmulos se detectan a través de imágenes del cielo a grandes escalas, estudiando la concentración angular de las galaxias, y midiendo redshifts si es posible.

Aunque los cúmulos deben estar sustentados por gravedad, la velocidad de las galaxias indica en muchos casos que podrían salir del pozo de potencial creado por la materia visible en el cúmulo, lo que lleva a pensar que los cúmulos tiene **gran cantidad de materia oscura**.

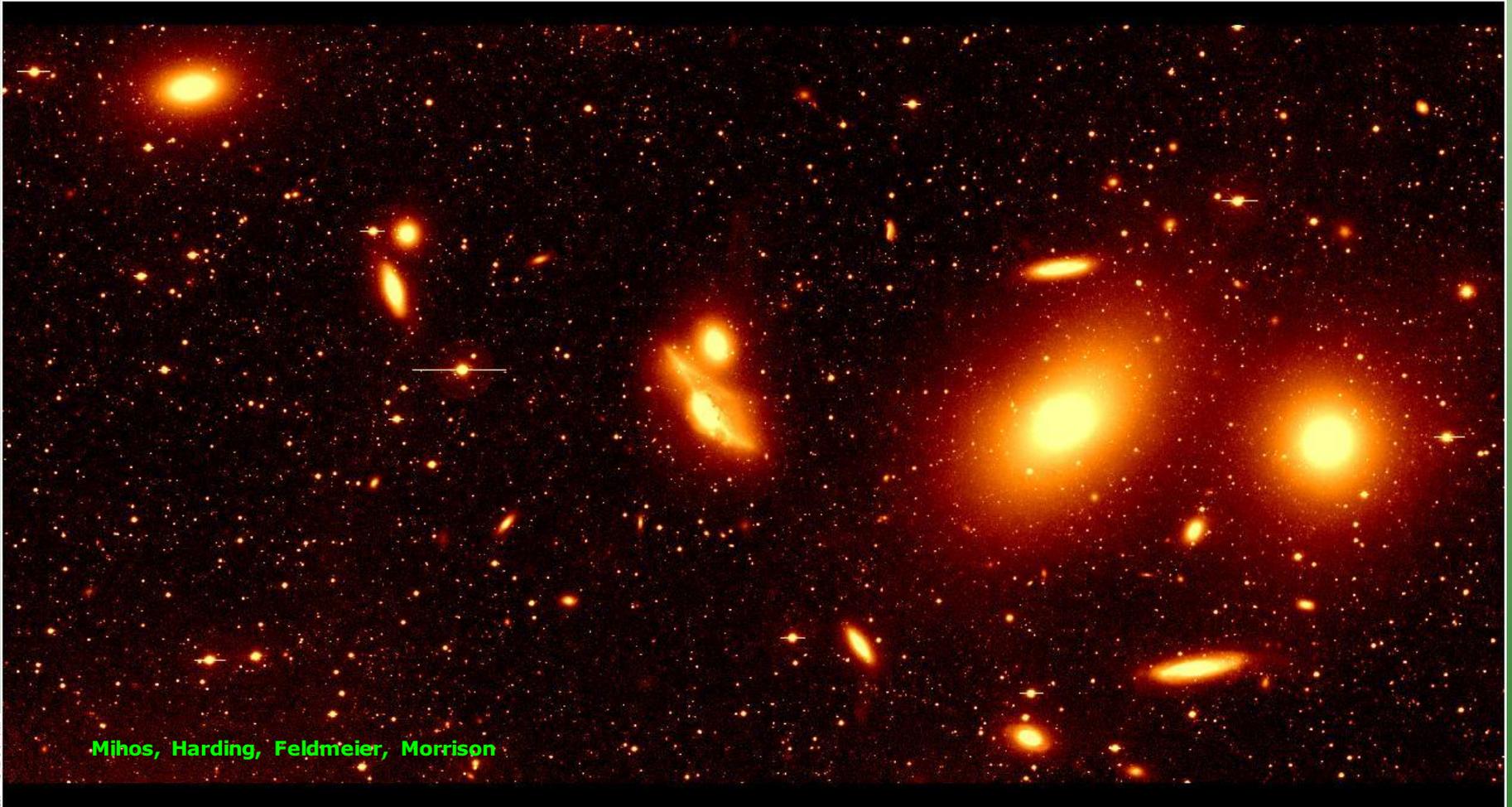
Los cúmulos más cercanos a la MW, y por tanto los más estudiados, son el cúmulo de **Virgo y el de Coma**. Ocupan un campo del orden de 1° - 3° de diámetro. Cúmulos más lejanos pueden ocupar tamaños del orden de unos pocos minutos de arco (comprobad vosotros!!).

Otros cúmulos cercanos son el de Fornax, Hércules, Norma, etc...



7.3. Cúmulos de galaxias

El cúmulo de Virgo, a unos 20 Mpc, es bastante irregular y tiene una mezcla de elípticas y espirales, en un número superior a 1000 galaxias. Está dominado por una elíptica gigante, M87. El cúmulo tiene varios grupos de galaxias, uno de los más externos siendo el Grupo Local.



Mihos, Harding, Feldmeier, Morrison

7.3. Cúmulos de galaxias

El cúmulo de Coma, a una distancia de unos 100 Mpc, tiene simetría esférica y la mayor parte de sus más de 1000 miembros son elípticas o lenticulares. Solo unas pocas espirales pueden pertenecer al cúmulo y se encuentran predominantemente en las zonas más externas. El cúmulo está dominado por dos grandes galaxias elípticas: NGC4874 y NG4889.



7.3.1. Identificación de cúmulos

Uno de los catálogos de cúmulos más utilizados es el de Abell (1958). En este artículo se presentan más de 2700 cúmulos encontrados en las placas fotográficas del Observatorio de Monte Palomar y se discuten propiedades de estos cúmulos, como su riqueza y su distribución espacial. Estas placas fotográficas constituyen uno de los primeros esfuerzos por hacer una exploración completa y sistemática del cielo con un instrumento de imagen.

THE DISTRIBUTION OF RICH CLUSTERS OF GALAXIES*

GORGE O. ABELL†

Mount Wilson and Palomar Observatories

Carnegie Institution of Washington, California Institute of Technology

Received September 30, 1957; revised November 13, 1957

- ABSTRACT

A catalogue is prepared of 2712 rich clusters of galaxies found on the National Geographic Society-Palomar Observatory Sky Survey. From the catalogue, 1682 clusters are selected which meet specific criteria for inclusion in a homogeneous statistical sample. An investigation of the sample leads to the following conclusions: (1) the distribution function of clusters according to richness, $N(n)$, increases rapidly as n decreases; (2) the data allow no significant decision that the spatial density of cluster centers varies with distance; (3) galactic obscuration of the order of a few tenths of a magnitude (photored) exists at high northern galactic latitudes around galactic longitude 300° ; (4) there is a highly significant non-random surface distribution of clusters, both when clusters at all distances and when clusters at various distances are considered. An analysis of the distribution yields evidence that suggests the existence of second-order clusters, that is, clusters of clusters of galaxies. A statistical test reveals no incompatibilities between the observed distribution and one of complete second-order clustering of galaxies.

7.3.1. Identificación de cúmulos

Las placas de Monte Palomar cubren aproximadamente un 75% del cielo y tienen un tamaño de unos 6° cada una. Se hicieron con el telescopio Schmidt de 48" (1.2 metros) del Observatorio de Monte Palomar.

El catálogo original se extendió en Abell+ (1989) al Hemisferio Sur.

Abell analizó a ojo las placas fotográficas para encontrar sobredensidades de galaxias y después las clasificó de acuerdo con varios parámetros:

- **Riqueza:** el número de galaxias del cúmulo.
- **Compactibilidad:** un cúmulo fue definido por Abell como compacto si había más de 50 galaxias en un radio de $1.72'/z$ o $1.5/h_{100}$ Mpc, lo que equivale a unos 2 Mpc con el valor de $h=0.75$.
- **Distancia:** los cúmulos de Abell están a $z=0.02-0.2$, con alguno a $z=0.4$.

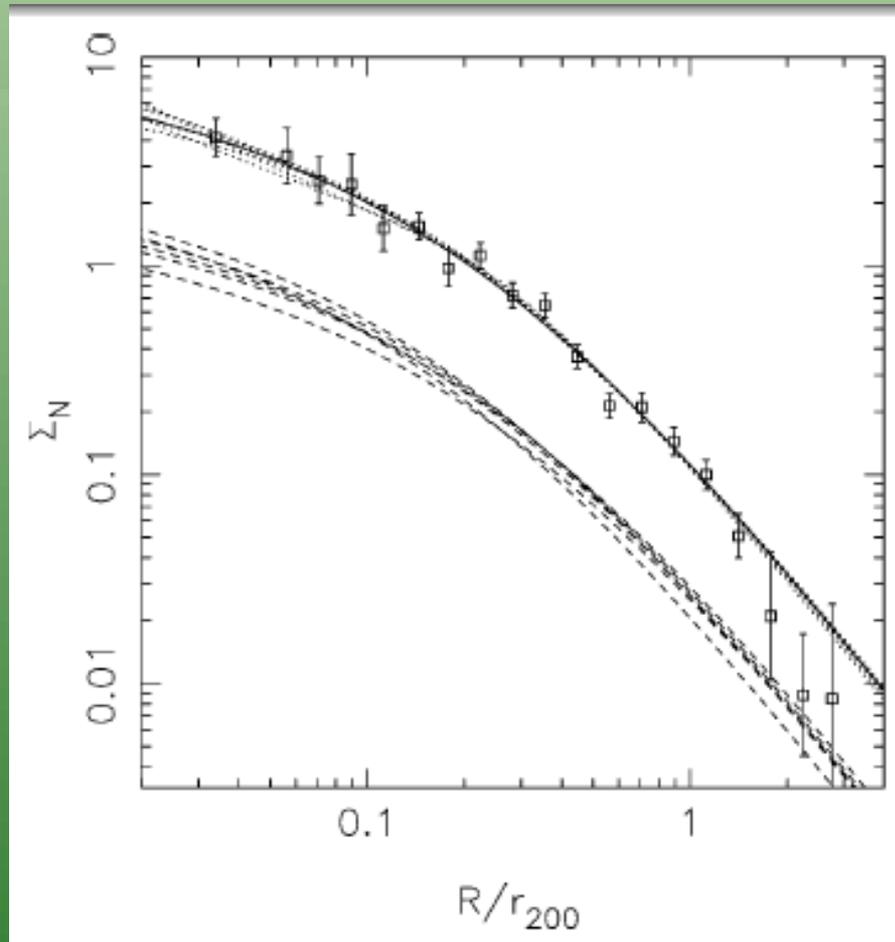


Hubble en el 48" Schmidt Telescope de Monte Palomar

7.3.1. Identificación de cúmulos

Otros parámetros que a veces se usan son R_{200} o M_{200} . Son el radio de la zona que contiene una densidad de masa 200 veces superior a la densidad crítica (la que provocaría un colapso gravitatorio, se verá en Cosmología), y la masa dentro de ese radio. Típicos valores son 1 Mpc y $10^{13-14} M_{\odot}$.

Dentro de este radio existen típicamente unas 100+ galaxias.



7.3.1. Identificación de cúmulos

Estos parámetros son los básicos que aún hoy se siguen utilizando, aunque hay que tener en cuenta ciertos aspectos en cada uno de ellos.

Por ejemplo, en el caso de la riqueza, solo tiene sentido para comparar cúmulos si se cuentan galaxias hasta **el mismo corte en luminosidad intrínseca**. Efectivamente no es lo mismo un cúmulo cercano donde seríamos capaces de detectar galaxias mucho más débiles que uno lejano donde solo las más brillantes serían detectables. Esto influye dramáticamente en el número de galaxias asociadas a un cúmulo.

En el caso de la distancia, Abell solo pudo clasificar sus cúmulos de acuerdo con la magnitud de la décima galaxia más brillante del cúmulo (en magnitud aparente). Si todos los cúmulos son iguales esto nos daría una medida de la distancia, pero hay cúmulos con galaxias más grandes y menos, por lo que esto solo es un método burdo de calcular una distancia aproximada. Estadísticamente funciona para, en general, aislar cúmulos cercanos de lejanos.

Además Abell siempre contó galaxias dentro de un radio de ~ 2 Mpc, el radio de Abell, que es una buena aproximación para el tamaño de un cúmulo (2-3 Mpc es lo típico).

El catálogo de Abell es bastante robusto por el método utilizado: encontrar al menos 50 galaxias entre m y $m+2$ en un radio de Abell.



7.3.1. Identificación de cúmulos

El catálogo de Abell también incluía información sobre la estructura del cúmulo. Había **cúmulos regulares** (con simetría esférica), que tendían a ser muy compactos, e **irregulares**, que eran menos concentrados, mostrando varios grupos de galaxias.

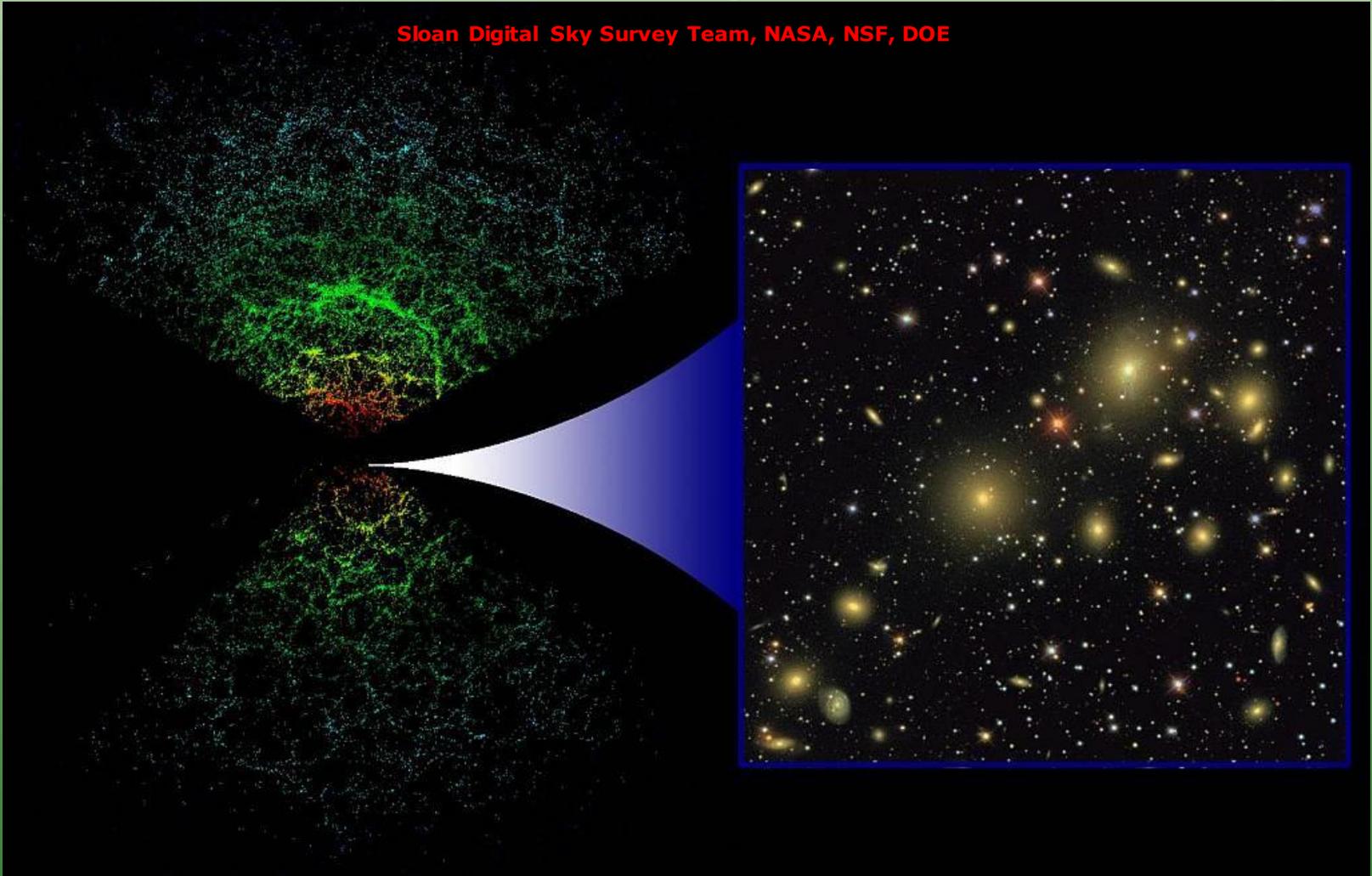
Otra propiedad importante de los cúmulos es la distribución de galaxias de acuerdo con su tipo morfológico. Los cúmulos regulares suelen estar dominados por tipos E y S0, mientras que los cúmulos irregulares suelen contener también espirales.



7.3.1. Identificación de cúmulos

Aunque el catálogo original de Abell no pudo cubrir todo el cielo por la presencia de la MW y el acceso solo al hemisferio Norte, Abell por primera vez detectó un número suficiente de cúmulos como para estudiar también su distribución espacial. Abell encontró que los cúmulos formaban una estructura a gran escala de orden superior.

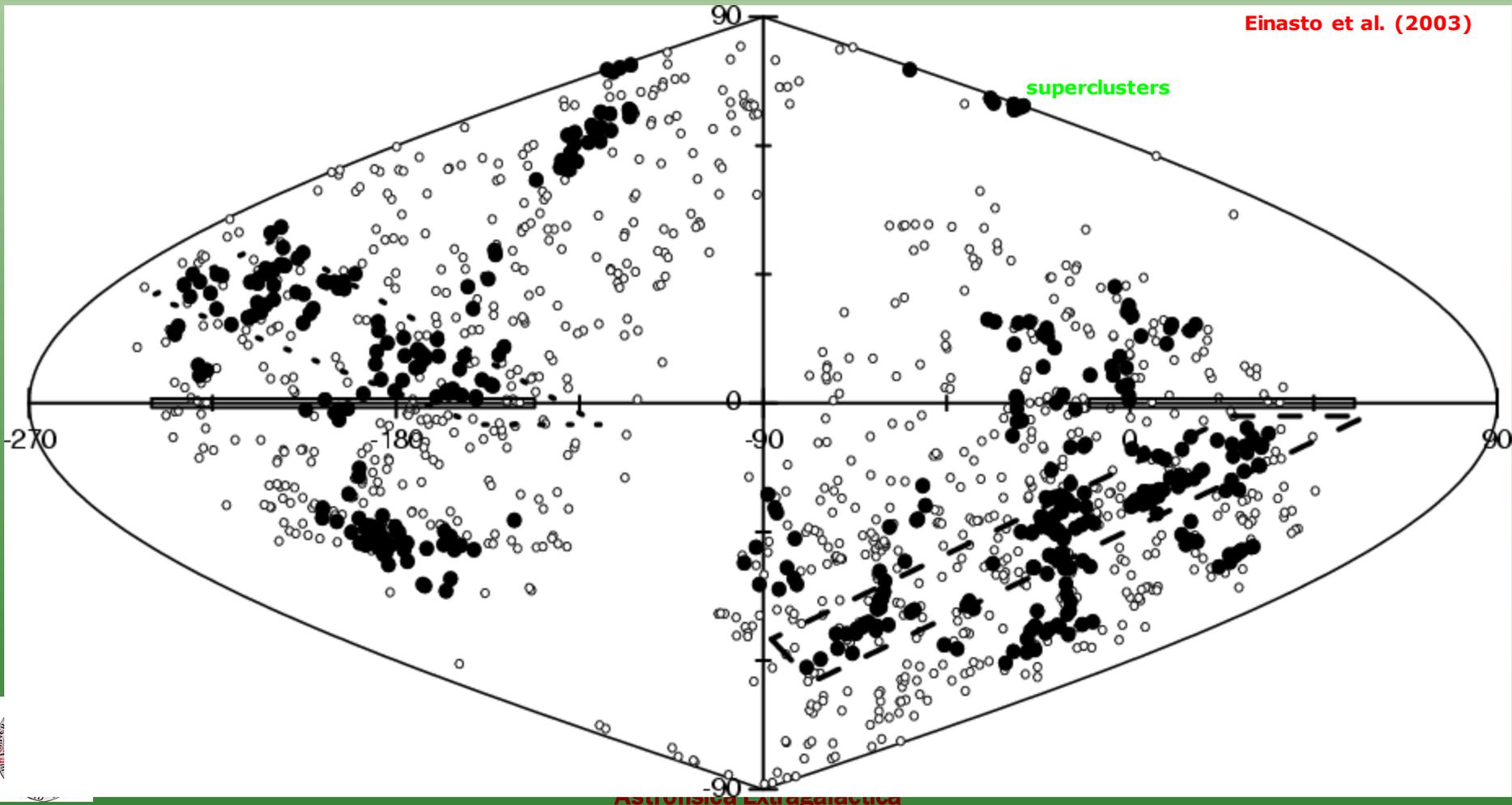
Sloan Digital Sky Survey Team, NASA, NSF, DOE



7.3.1. Identificación de cúmulos

La presencia de la MW es un handicap importante en exploraciones de todo el cielo, que deja esa típica marca en forma de S cuando se dibujan los objetos en coordenadas ecuatoriales.

Otro problema es la determinación de la distancia, pero hoy tenemos mejores datos basados en la ley de Hubble.



7.3.1. Identificación de cúmulos

El catálogo de Abell se utiliza todavía hoy como fuente para seleccionar cúmulos interesantes y estudiarlos en detalle.

El método, además, se ha seguido utilizando para detectar cúmulos aún más lejanos que los de Abell y seguir analizando la LSS a distancias más lejanas.

La búsqueda de cúmulos más lejanos implica observaciones más profundas, de mayor área, con muchas más galaxias detectadas, lo que hace necesario algoritmos matemáticos para detectar sobre-densidades.

Aunque uno de los parámetros fundamentales para detectar cúmulos es la distancia a las galaxias, para asegurar que los posibles miembros de un cúmulo se encuentran cercanos entre sí, esto muchas veces no es posible. Por ello la búsqueda de cúmulos cada vez más lejanos se realiza a partir de análisis de "angular clustering" en 2D, que luego se intenta confirmar con observaciones espectroscópicas para añadir la tercera dimensión.

Más adelante describiremos algunos de los métodos más recientes para detectar cúmulos de galaxias a cada vez más altos desplazamientos al rojo.



7.3.2. Detección de cúmulos a $z \gg 0$

ii Al final del tema!!



7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos

Hay dos parámetros básicos en el estudio de cúmulos: **qué y cuántas galaxias son miembros del cúmulo (pureza) y la masa global del cúmulo**. Una vez conocida su masa se puede estudiar la interacción del cúmulo dentro de la LSS y además las propiedades del Universo en cuanto al contenido de materia visible y oscura y la interrelación entre ellas a la hora de formar galaxias.

La masa de un cúmulo puede estimarse de varias formas:

◆ **El teorema del Virial:** los cúmulos se suelen considerar sistemas virializados, lo que equivale a decir que son sistemas estables (no se contraen o expanden, la distribución de velocidades es constante) gobernados por la atracción gravitatoria. Considerando las galaxias miembro del cúmulo como las partículas del sistema y estudiando su distribución de velocidades dentro del cúmulo se puede medir un análogo a la dispersión de velocidades que medíamos para calcular la masa de galaxias elípticas.

El problema de este método es que un cúmulo en formación seguramente no está virializado. Solo cuando ha pasado un cierto tiempo en el que las galaxias y la materia oscura interaccionan el sistema se puede relajar y alcanzar un estado de equilibrio en el que las interacciones ya no cambian la distribución general de velocidades.



7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos

Además, en un cúmulo joven se pueden estar formando galaxias nuevas y/o acretando gran cantidad de materia (gas y otras galaxias) que hacen que el sistema no sea estable.

Los cúmulos compactos y regulares son unos buenos candidatos a ser sistemas virializados en los que se puede aplicar este método para estimar su masa. Esto sería consistente con el hecho de que estos cúmulos están dominados por galaxias E y S0.

Los cúmulos irregulares y poco ricos son sistemas que seguramente no cumplen el Teorema del Virial.

Para los primeros, la masa del cúmulo sería: $M_{virial} \approx \beta \frac{R_A \Delta v^2}{G}$

donde R_A ($1.72'/z$) es el radio de Abell y Δv es la dispersión de velocidades de las galaxias en el cúmulo. El factor multiplicativo β viene de asumir una cierta distribución de masa. Para su cálculo hay que confirmar la pertenencia de las galaxias al cúmulo y eliminar objetos de fondo y superpuestos al cúmulo. Las masas típicas de los cúmulos son $\sim 10^{14-15} M_{\odot}$. En Virgo $\Delta v = 550$ km/s, 2 Mpc, $10^{14} M_{\odot}$.

Zwicky, en 1930s, fue el primero en hacer este tipo de estimación y descubrió que la masa virial era bastante más grande que la suma de masas de las galaxias individuales (10% del total), lo que supone una de las primeras pruebas de la existencia de materia oscura.



7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos

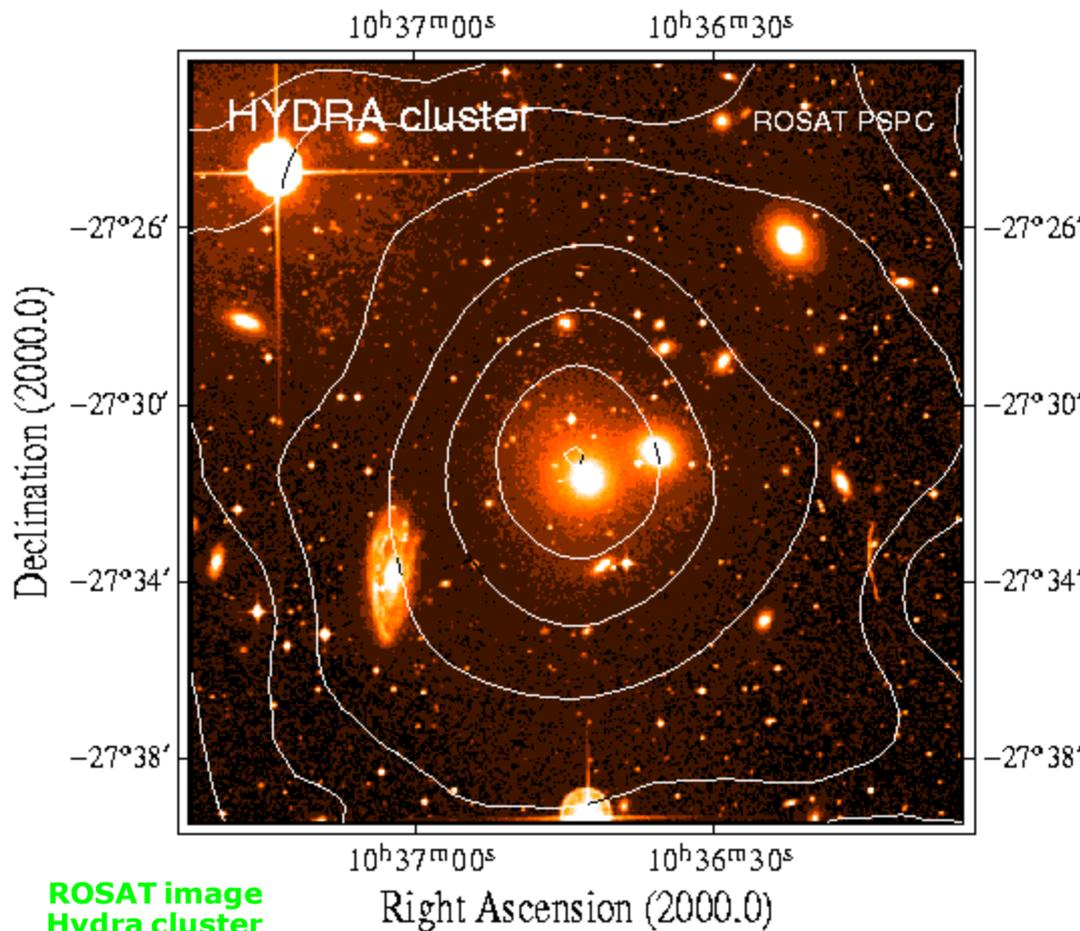
La masa de un cúmulo puede estimarse de otras formas:

◆ **Radiación rayos-X:** los cúmulos de galaxias son potentes emisores en rayos-X. La emisión se debe a la presencia de gas muy caliente ($10^7\text{-}8$ K) en la zona intergaláctica del cúmulo. Las exploraciones de rayos-X son muy efectivas en encontrar cúmulos, incluso más que las exploraciones ópticas, que requieren más trabajo para detectar

sobre-densidades. El problema es que en los surveys ópticos hay que distinguir qué galaxias pertenecen al cúmulo y cuáles son objetos de fondo o están por delante del cúmulo.

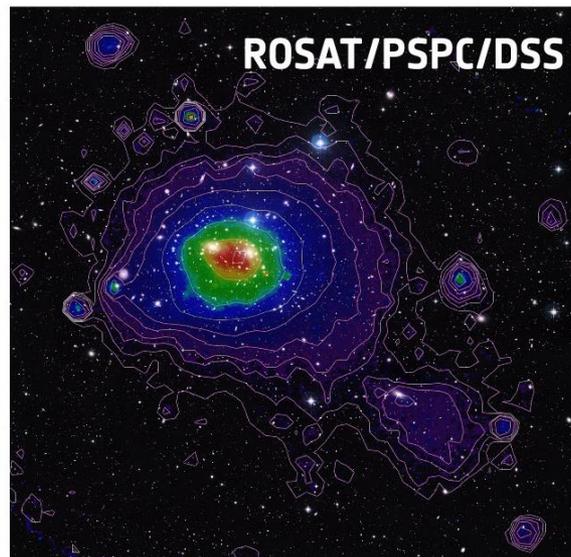
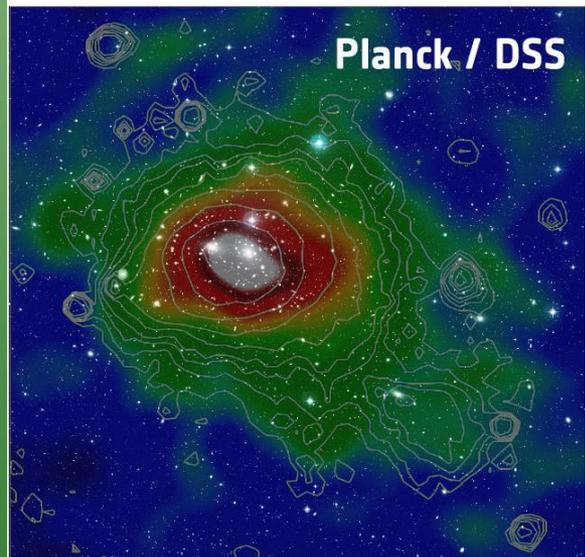
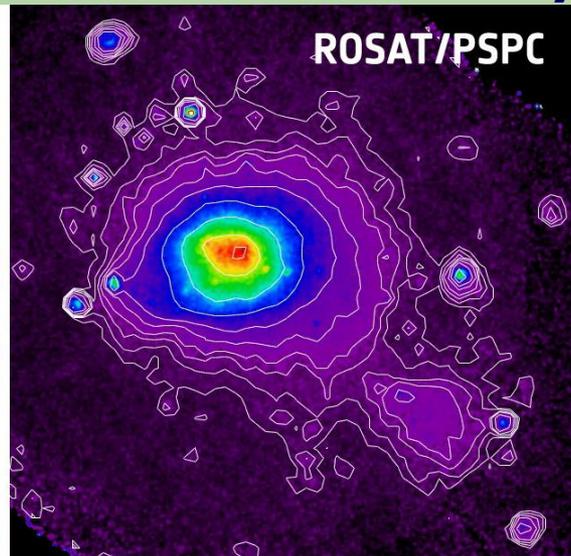
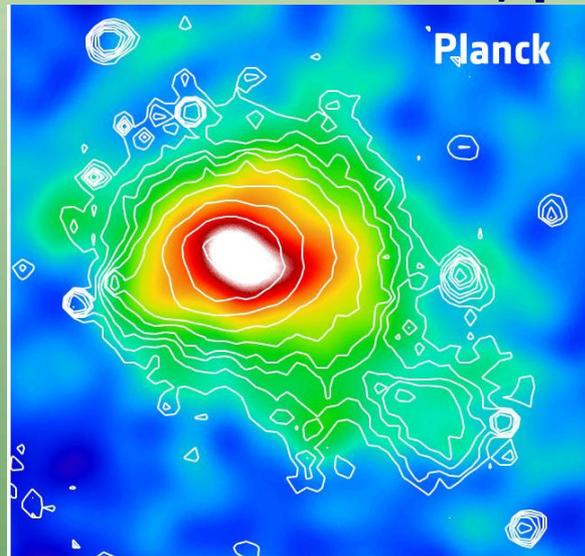
Este no es el caso de los datos rayos-X, ya que hay pocos objetos detectados en rayos-X que pudieran confundirse con cúmulos.

Un cúmulo sería una región extensa que muestra una emisión difusa en rayos-X y sin variabilidad.



7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos

Otros objetos que emiten rayos-X son los AGNs, pero su emisión es puntual, muy brillante y variable, y las galaxias normales con formación estelar, pero su emisión es muy poco potente.

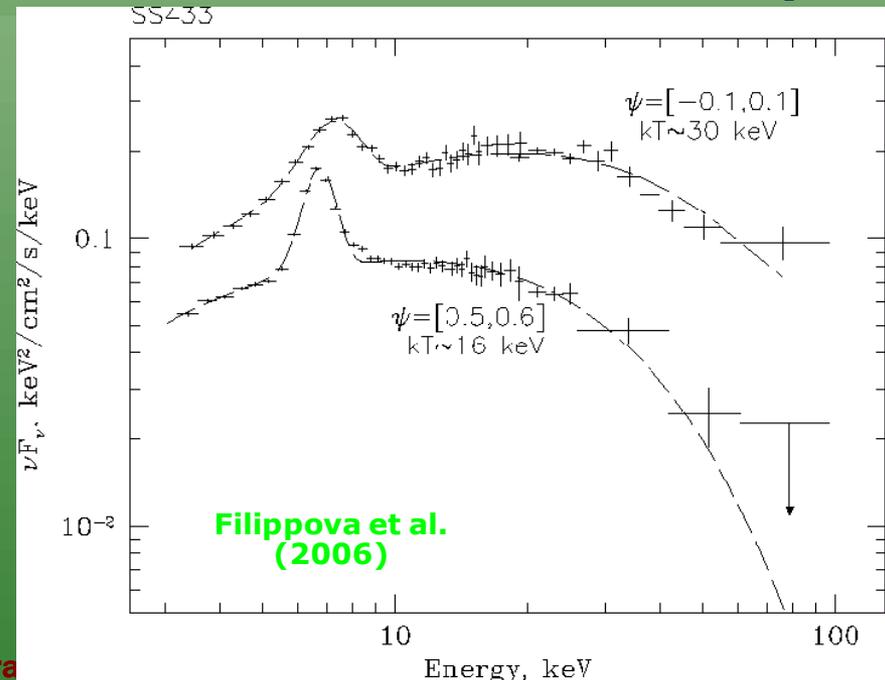
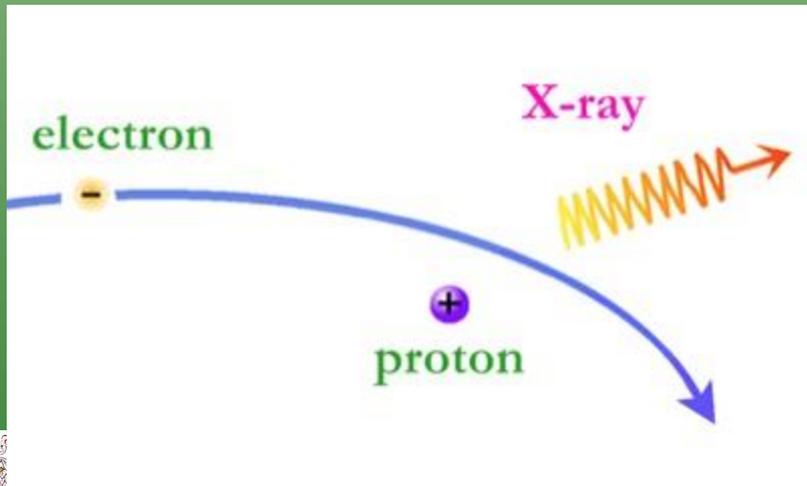


La emisión rayos-X de los cúmulos tiene un continuo muy extenso con algunas líneas de emisión. El mecanismo de emisión es el bremsstrahlung térmico, típico de gas muy caliente.

Además, los cúmulos emiten de manera considerable en longitudes de onda sub-mm y mm, debido al efecto Sunyaev-Zel'dovich.

7.3.3. Propiedades físicas: Bremsstrahlung

El bremsstrahlung térmico es una emisión en rayos-X característica de los plasmas muy calientes y poco densos ($\sim 300 \text{ m}^{-3}$). Cuando un electrón pasa cerca de un ión sufre un proceso de difusión (scattering) que altera su energía cinética. El electrón se frena y emite un fotón. Bremsstrahlung significa radiación de frenado o desaceleración. La radiación también se llama free-free porque el electrón se mueve libremente por el plasma antes y después de interactuar con el ión. La energía emitida depende de la temperatura del plasma: $E \sim kT$, donde $k = 1.38 \times 10^{-23} \text{ J/K}$ (la constante de Boltzmann). Para que el fotón sea rayos-X (del orden de $1 \text{ keV} = 1.60 \times 10^{-16} \text{ J}$), la temperatura debe ser de unos 10^7 K . El espectro free-free es continuo (depende de velocidades de los e^-).



7.3.3. Propiedades físicas: Bremsstrahlung

Las ecuaciones típicas que se usan para calcular la masa de un cúmulo en función de su emisión rayos X son (la forma más sencilla):

$$\frac{L_{\nu, X}}{V} d\nu = 5.44 \times 10^{-52} (4 \pi n_e^2) T^{-1/2} e^{-h\nu/kT} d\nu \text{ Wm}^{-3}$$

$$\frac{L_X}{V} = 1.42 \times 10^{-40} n_e^2 T^{1/2} \text{ Wm}^{-3}$$

$$M_{\text{gas}} = \frac{4}{3} \pi R^3 n_e m_{\text{protón}}$$

También a veces se considera la energía térmica del gas de electrones:

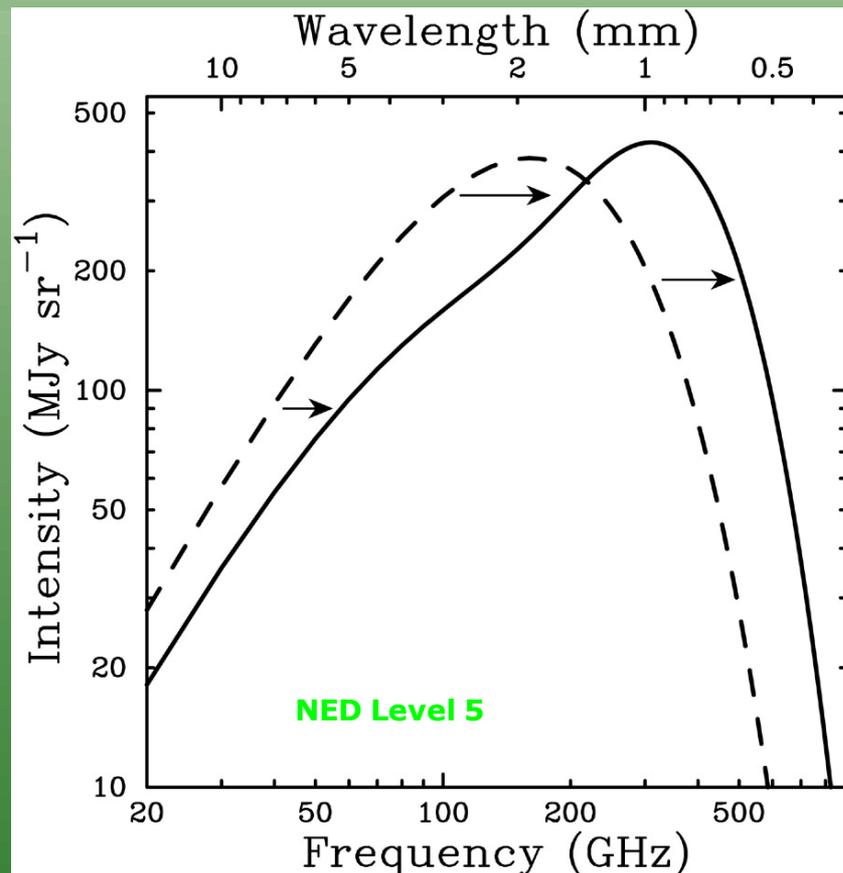
$$\frac{1}{2} m \langle v \rangle^2 = \frac{3}{2} kT$$

Nota: se han dado ecuaciones para calcular la **masa de gas** del cúmulo.



Efecto Sunyaev-Zel'dovich (S-Z o SZ)

El **efecto Sunyaev-Zel'dovich** consiste en una perturbación de la radiación cósmica de fondo en el rango de las microondas. Esta radiación, proveniente de la emisión térmica del Universo en el momento cuando se hizo transparente poco después del Big Bang, altamente desplazada al rojo, está compuesta por fotones que han viajado por el Universo sin grandes perturbaciones, por lo que es muy homogénea. Una pequeña fracción de la radiación ha interactuado con la materia del Universo.



De especial interés son los fotones de la CMB que han interactuado con cúmulos de galaxias y han sufrido **scattering tipo Compton** con los electrones del gas del ICM. Dada la alta energía de estos electrones en comparación con los fotones de la CMB, los fotones generalmente ven incrementada su energía. El resultado es un exceso de fotones a frecuencias más altas que el pico de la CMB (2 K) y un déficit a bajas frecuencias. Existe un segundo orden llamado efecto SZ cinemático (Ostriker-Vishniac), debido al movimiento de los cúmulos.

Efecto Sunyaev-Zel'dovich (S-Z o SZ)

El tamaño de la distorsión depende de la probabilidad de que un fotón sufra scattering Compton:

$$P_{SZ} = \mathbf{1} - e^{-\tau_{SZ}} \quad \tau_{SZ} = \sigma_T \int_S n_e(s) ds$$

donde τ_{SZ} es la profundidad óptica del medio cuando un fotón recorre el camino óptico S , σ_T es la sección eficaz Thompson y $n_e(s)$ es la densidad electrónica (que depende de la posición en el camino óptico). Hay que notar que la distancia al cúmulo no interviene en las ecuaciones anteriores, por lo que se puede estudiar la distribución de electrones en un cúmulo sin conocer la distancia.

Esto nos permite determinar la distancia a un cúmulo utilizando otra estimación de n_e que sí dependa de la distancia, como puede ser la radiación bremsstrahlung en rayos-X.



7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos

La emisión free-free revela la presencia de gas ionizado muy caliente y poco denso. Este gas es predominantemente hidrógeno y helio, aunque puede haber otros elementos. Podría ser gas acretao por el cúmulo y calentado por la formación estelar de las galaxias, que también enriquecería ese gas primordial. También podría ser gas expulsado de las galaxias en explosiones de supernova.

Esto se conoce como el medio intra-cúmulo (ICM), que se extiende varios Mpc y provoca la emisión difusa en rayos-X.

La densidad del ICM es varios órdenes de densidad menor que la del Sol, incluso que la de la corona solar. Esto permite a los fotones rayos-X escapar, pues la probabilidad de encontrarse un ión que absorbiera el fotón rayos-X es muy pequeña (no como en el interior del Sol, que tiene temperaturas parecidas al ICM).

Para estimar la **masa total de un cúmulo** con la radiación rayos-X se asume que el gas está en equilibrio hidrostático, de manera que la atracción gravitatoria del gas y las galaxias (y la materia oscura) está equilibrada con la presión de radiación. Con las observaciones rayos-X se calcula la temperatura del gas, su densidad, y con ellas la presión de radiación, que igualada a la presión gravitatoria nos da la masa del cúmulo.

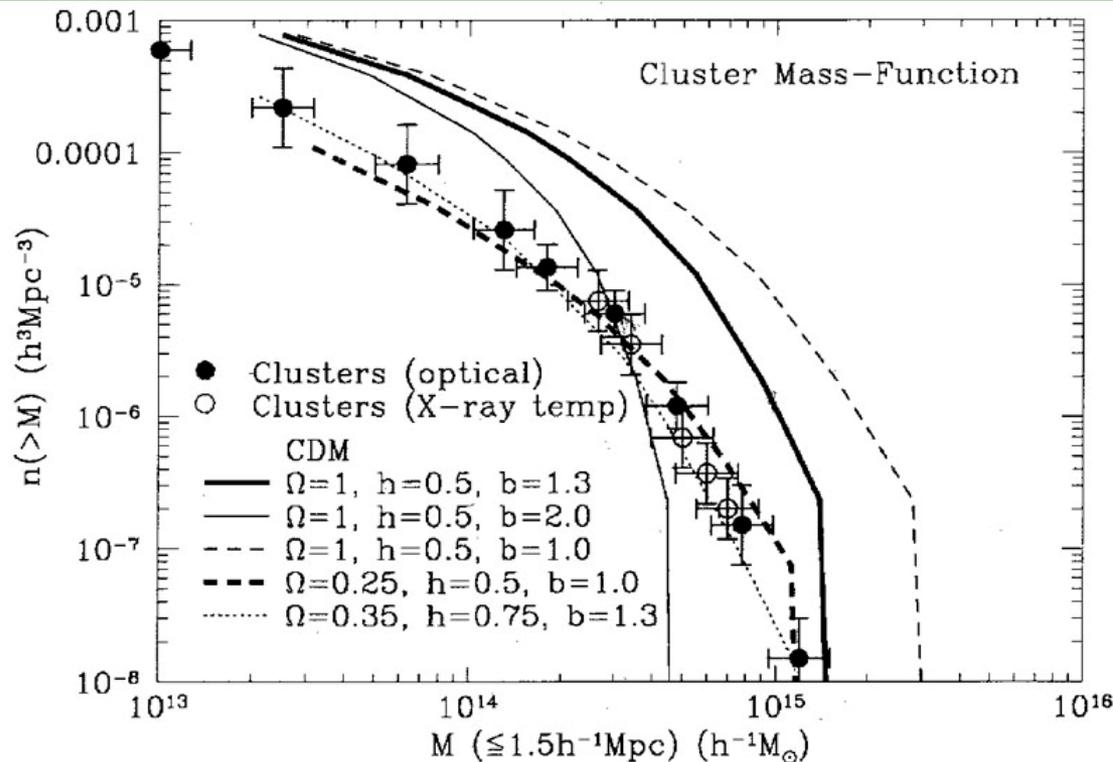


7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos

Las masas (totales) de cúmulos derivadas con observaciones rayos-X son típicamente mucho mayores que las masas estimadas para las galaxias y el gas del ICM, lo que revela la presencia de grandes cantidades de materia oscura en los cúmulos. Las masas típicas de los cúmulos rondan los 10^{14} - $10^{15} M_{\odot}$.

La masa de las galaxias suele ser un 10% de la masa total, y el gas del ICM suele contribuir con un 10-30%. Por tanto, un 60-80% de la masa de los cúmulos es materia oscura. Las relaciones masa-luminosidad suelen ser del orden de $M/L_B \sim 200$ - $400 M_{\odot}/L_{\odot}$, mientras

para galaxias se obtienen unos valores $M/L_B = 1$ - 10 , lo que revela las grandes cantidades de materia oscura que tienen los cúmulos.

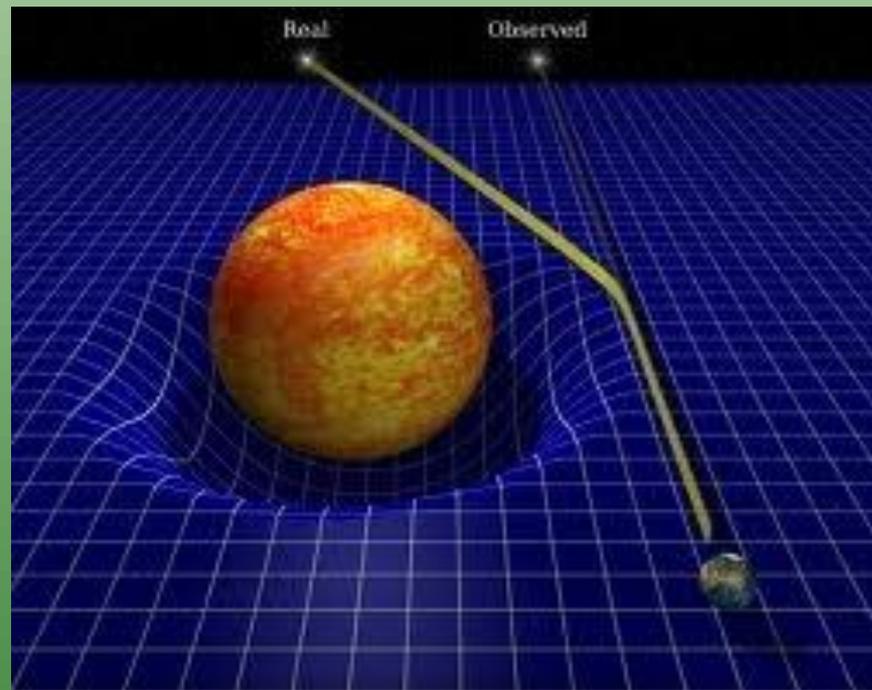


7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos

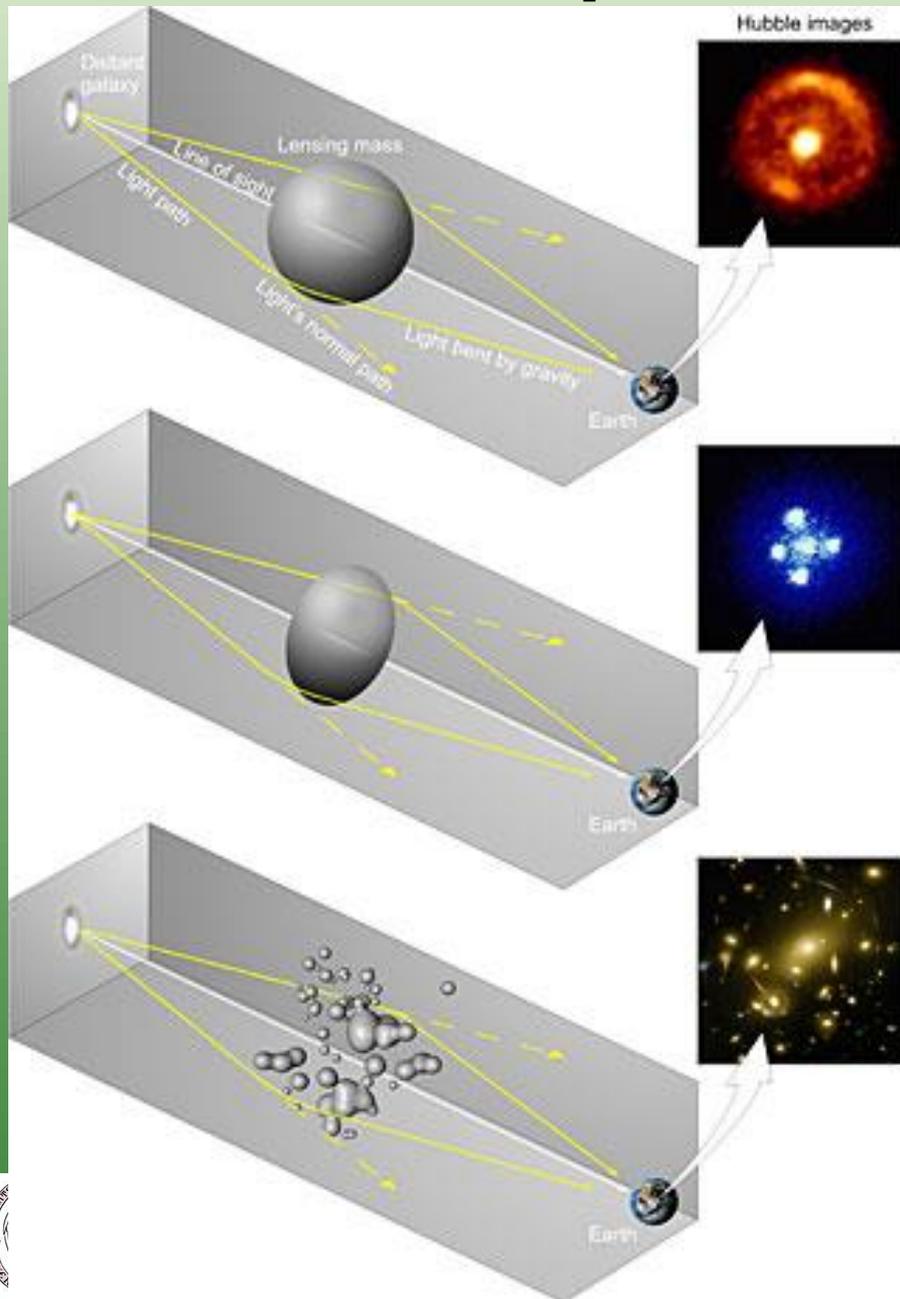
La masa de un cúmulo puede estimarse de otras formas:

◆ **lentes gravitacionales (gravitational lensing):** los cúmulos son potentes lentes gravitatorias. El grado de amplificación y la distorsión que provoca un cúmulo en las imágenes de objetos de fondo depende de la masa del cúmulo y de su distribución.

Las lentes gravitacionales son una consecuencia directa de la Teoría de la Relatividad General de Einstein. Una de sus predicciones establece que la gravedad no solo afecta a cuerpos como los planetas y estrellas sino también a la luz: la trayectoria de los fotones se curva al pasar cerca de objetos muy masivos. Esta predicción fue comprobada en 1919 durante un eclipse de Sol, en el que se midieron las posiciones de objetos cercanos a la posición del Sol y se comprobó que diferían de la posición normal, con distancias bien predichas por la Teoría de Einstein (en torno a 2"). **El efecto de lente gravitacional es gris.**

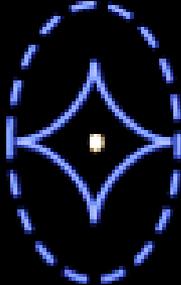
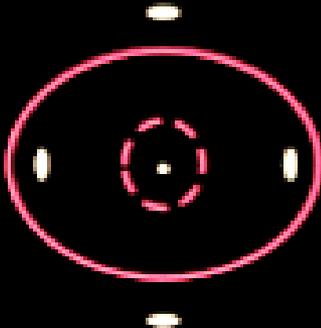


7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos



El efecto de la lente en las imágenes de objetos de fondo depende de la masa de la lente y de su forma y posición relativa con respecto al objeto amplificado. Si la lente es esférica, entonces se observa un anillo de Einstein. Si la lente es elongada entonces aparece una cruz de Einstein (varias imágenes del mismo objeto). Si se trata de un cúmulo con halos y galaxias, entonces se observan arcos, que pueden ser múltiples. Actualmente se han observado lentes gravitacionales en unos 50 cúmulos. Además de la distorsión es muy importante la amplificación, que permite observar galaxias lejanas muy débiles que serían invisibles sin el efecto de lente gravitacional. Además puede haber imágenes múltiples que incrementan la amplificación.

7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos

	Einstein Cross	Cusp Caustic	Fold Caustic
Source Plane	 A diagram showing a source plane with a dashed blue ellipse. Inside, four blue arcs meet at a central point, forming a four-pointed star shape. A small yellow square is at the center.	 A diagram showing a source plane with a dashed blue ellipse. Inside, four blue arcs meet at a central point, forming a four-pointed star shape. A small blue dot is at the center.	 A diagram showing a source plane with a dashed blue ellipse. Inside, four blue arcs meet at a central point, forming a four-pointed star shape. A small yellow dot is at the center.
Image Plane	 A diagram showing an image plane with a red ellipse. Inside, a dashed red circle is centered. Four small white spots are arranged in a cross pattern around the center.	 A diagram showing an image plane with a red ellipse. Inside, a dashed red circle is centered. A white arc is on the left side, and a small white spot is on the right side.	 A diagram showing an image plane with a red ellipse. Inside, a dashed red circle is centered. A yellow arc is on the left side, and a small yellow spot is on the right side.



7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos



wikipedia



7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos

Las lentes gravitacionales suelen tener amplificaciones del orden de 2x-10x. Pueden existir unos pocos objetos con amplificaciones de hasta 40x (contando imágenes múltiples), pero son muy raros. Actualmente hay un esfuerzo muy importante para detectar objetos lentificados.

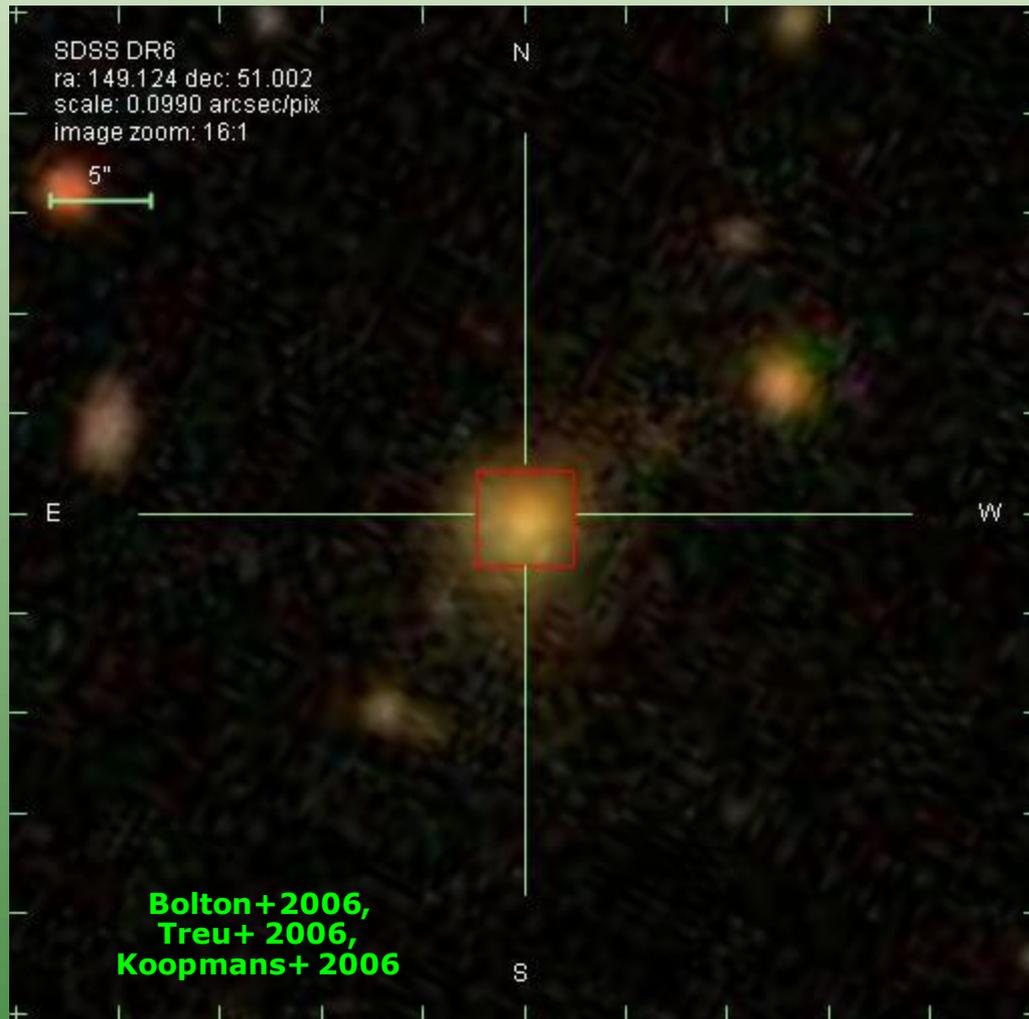
Las lentes gravitacionales también pueden ser galaxias individuales. En este caso se suele hablar de *weak lensing* porque la masa del objeto que actúa de lente es más pequeña que un cúmulo y el efecto es mucho más débil. También hay weak lensing en los cúmulos, cerca de las galaxias individuales o debido a que la posición relativa del objeto amplificado y el cúmulo tiene solo un pequeño efecto en el brillo de la galaxia de fondo (1-10%).

Las lentes gravitacionales son tremendamente interesantes porque permiten estudiar *objetos más débiles* que lo sería detectable por un telescopio si no existiera la lente, lo que supone que además pueden ser más lejanos. Las lentes gravitacionales suponen también un potente método para determinar parámetros cosmológicos puesto que si tenemos un *mapa de distorsiones* de objetos distantes tenemos un mapa de la materia del Universo, lo que permite calcular cantidades de interés cosmológico Ω_M .

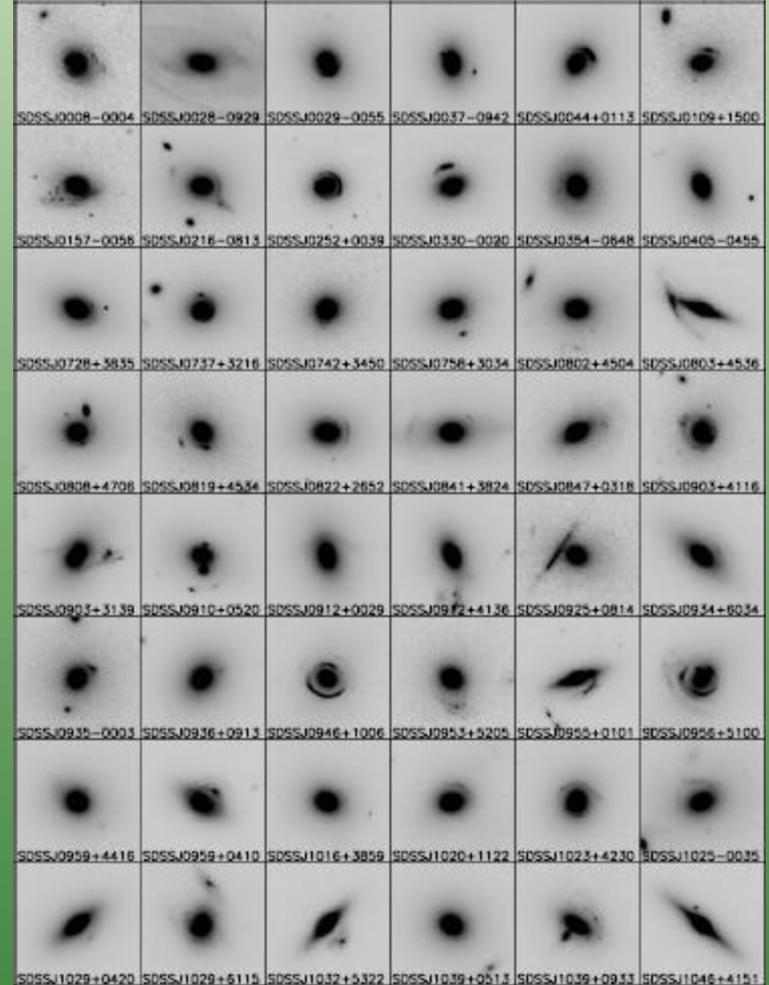
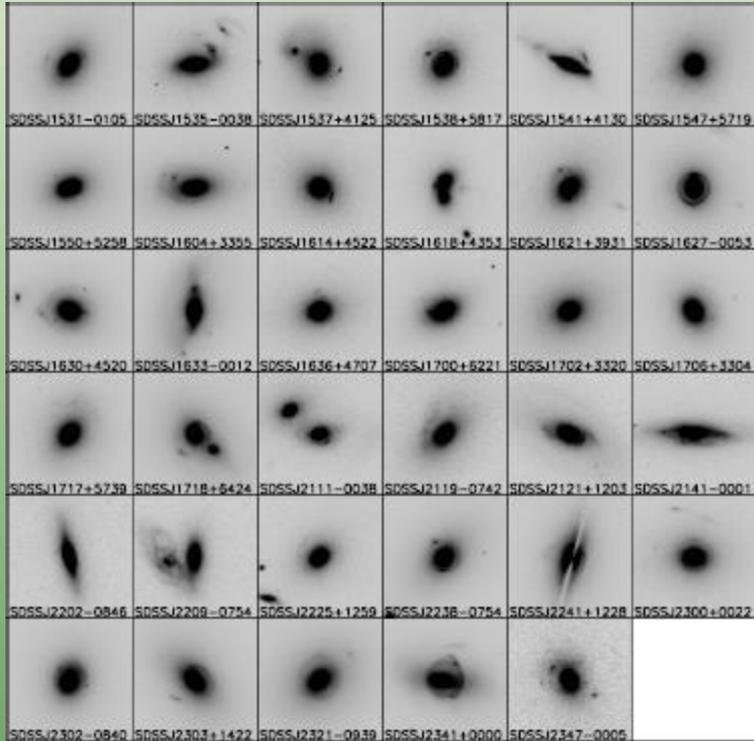
Además la lentes gravitacionales nos permiten, en ocasiones, ganar *resolución angular*.



7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos



7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos

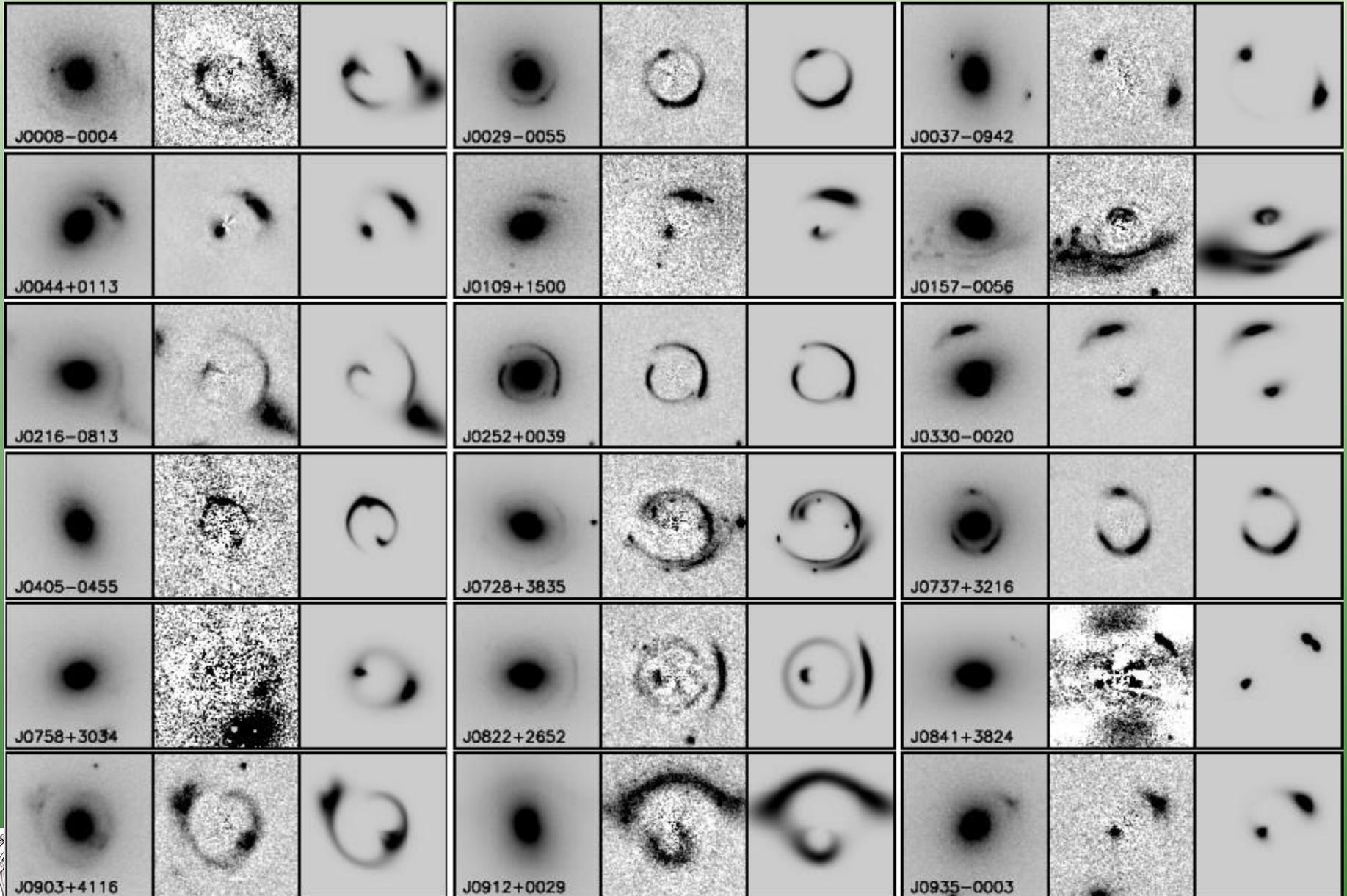


Credit: Koopmans talk

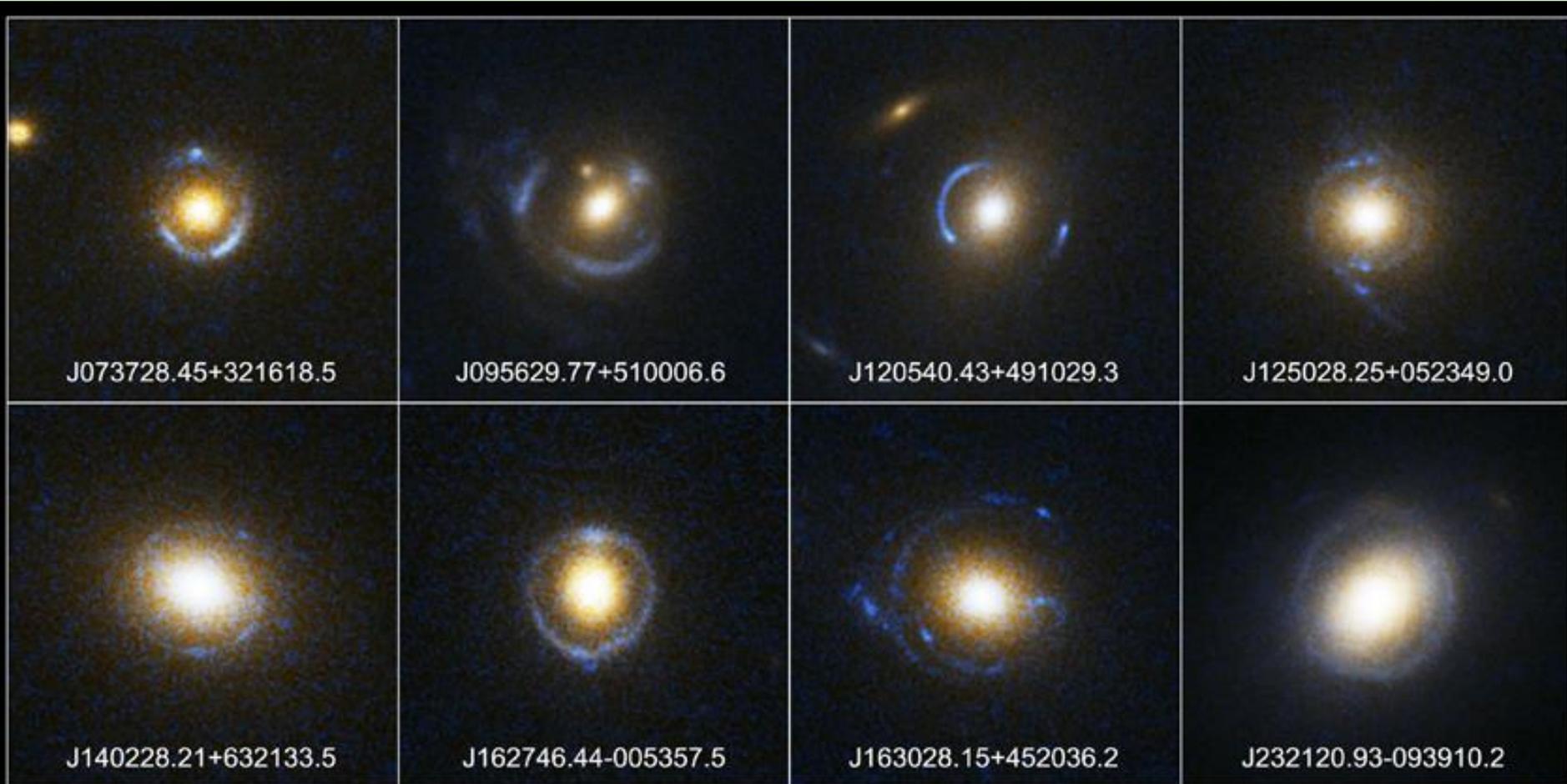


7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos

Credit: Koopmans talk

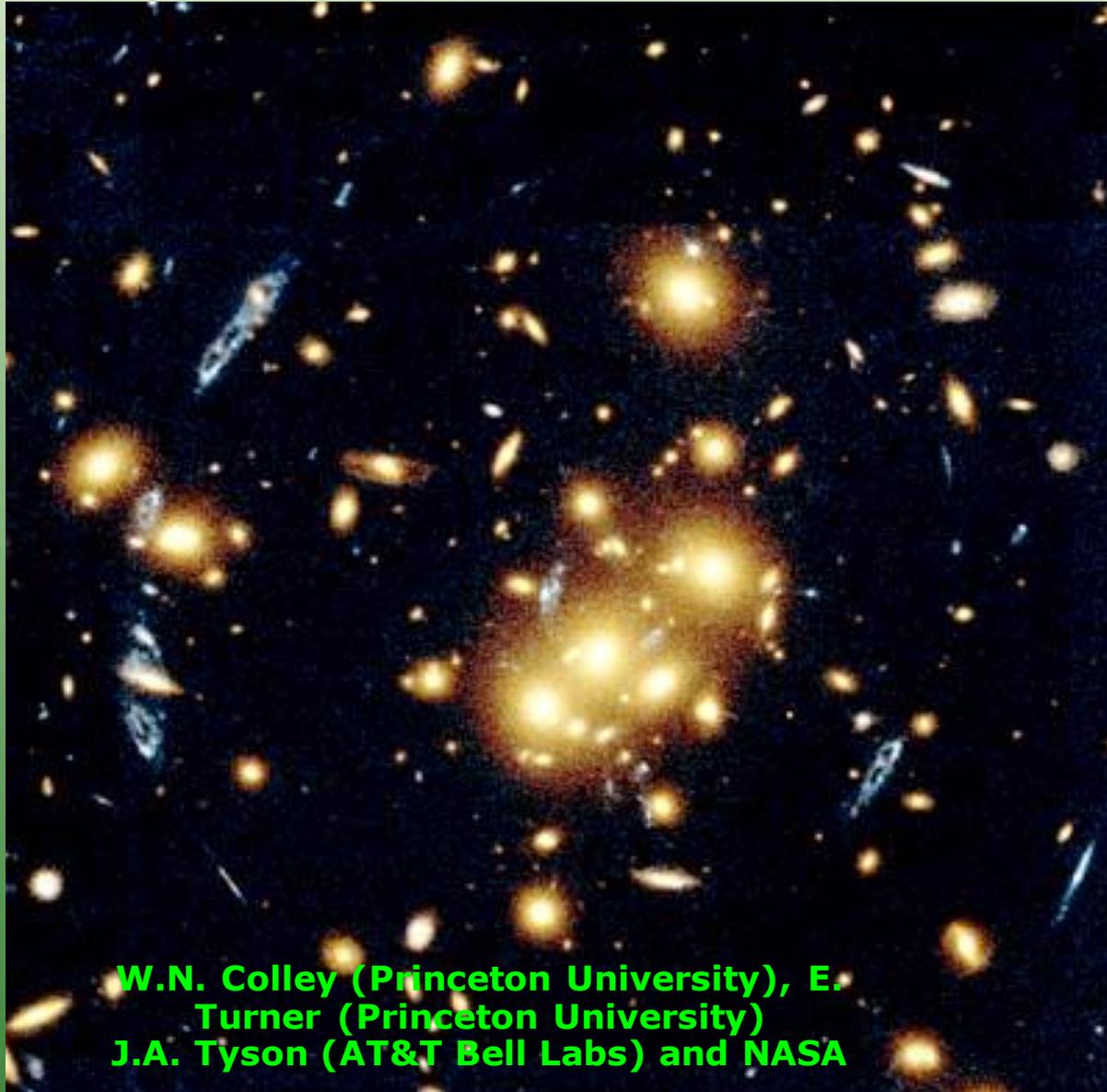


7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos



Einstein Ring Gravitational Lenses
Hubble Space Telescope • Advanced Camera for Surveys

7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos



7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos

Distant Galaxy Lensed by Cluster Abell 2218 HST • WFPC2 • ACS



ESA, NASA, J.-P. Kneib (Caltech/Observatoire Midi-Pyrénées) and R. Ellis (Caltech) STScI-PRC04-08



7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos



Galaxy Cluster Abell 1689 Details
Hubble Space Telescope • Advanced Camera for Surveys

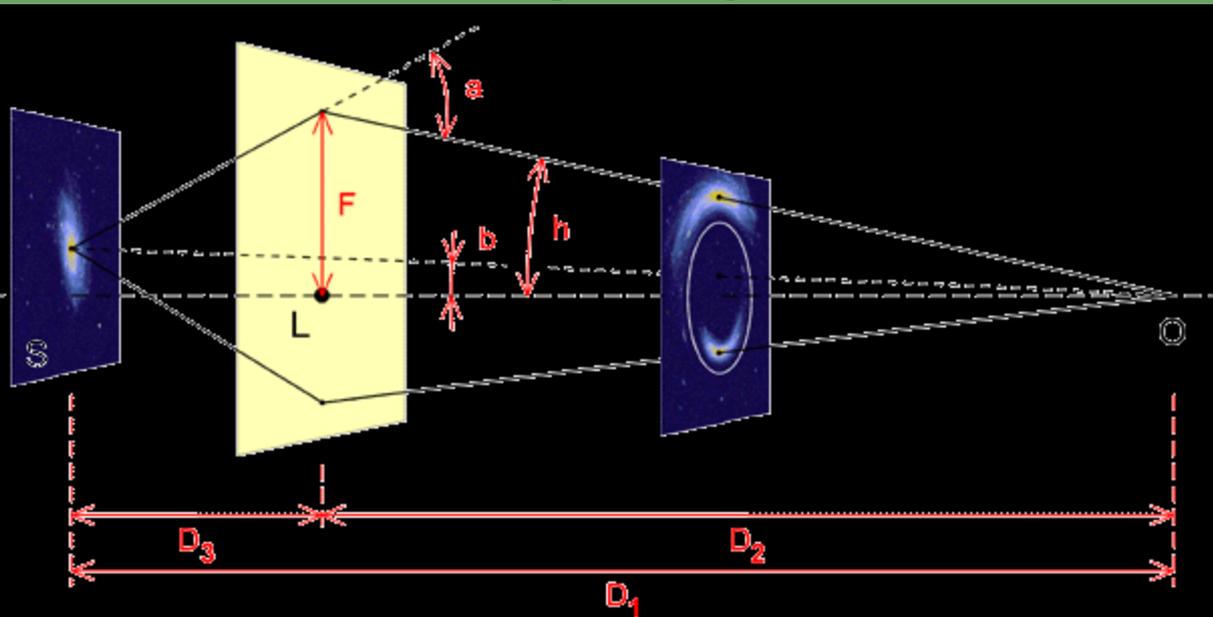
NASA, N. Benitez (JHU), T. Broadhurst (The Hebrew University), H. Ford (JHU), M. Clampin (STScI), G. Hartig (STScI), G. Illingworth (UCO/Lick Observatory), the ACS Science Team and ESA • STScI-PRC03-01b



7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos

La determinación de la distribución de masa de los cúmulos es muy complicada. Implica conocer qué galaxias han sido amplificadas y sus propiedades (p.e., distancia), así como los miembros del cúmulo y sus propiedades (masa, distribución). Por eso para calcular la masa de un cúmulo con el efecto de lente gravitacional hay que buscar ejemplos simples de lentes, como es el caso de los arcos concéntricos alrededor del centro de un cúmulo (p.e., A2218).

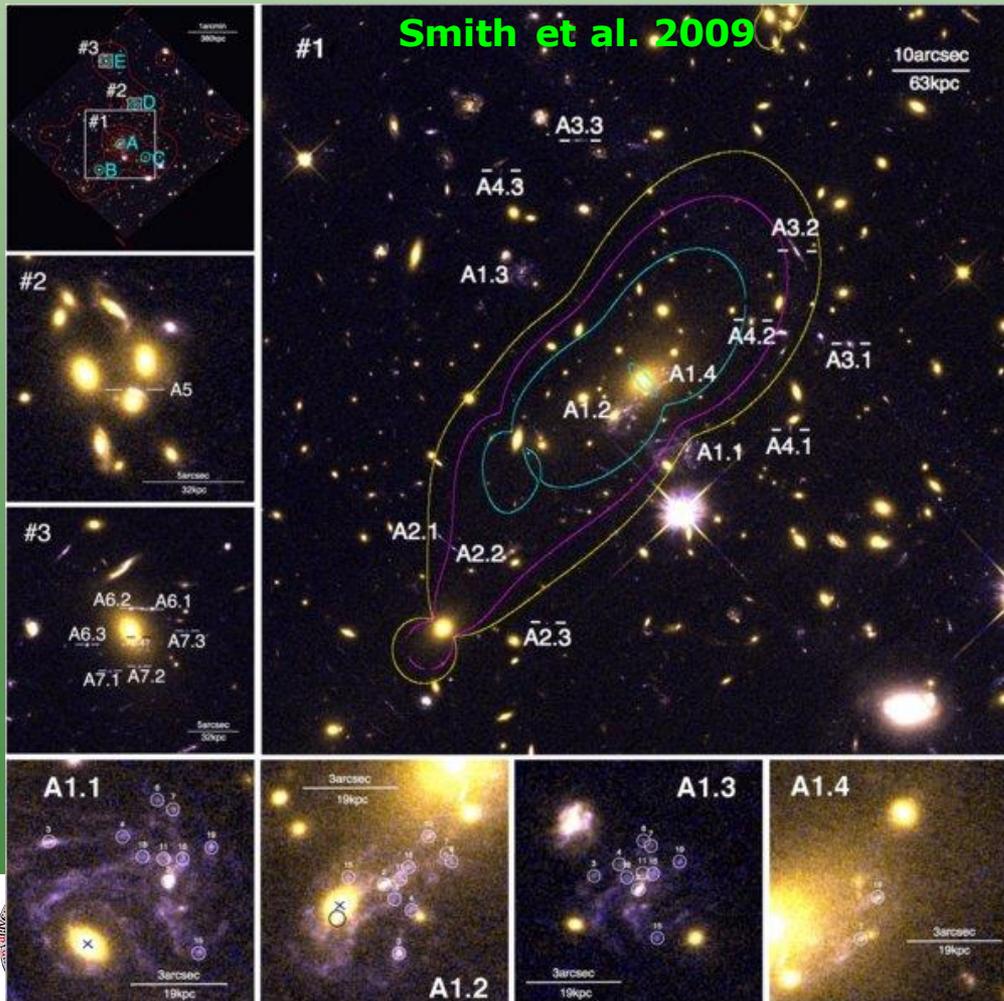
En este caso la distribución de masa es simétrica y concentrada. La formación de un arco implica que hay un alineamiento casi perfecto del cúmulo, la galaxia amplificada y nosotros. Esto permite calcular la masa del cúmulo por medio del radio angular del arco y las distancias al cúmulo y el objeto distante.



$$h = \sqrt{\frac{4GM}{c^2} \frac{D_3}{D_2 D_1}}$$

7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos

El cálculo de la masa de los cúmulos con el efecto de lente gravitacional tiene la ventaja de que se basa en la distribución de masa y **no necesita que el cúmulo este virializado o que esté en equilibrio hidrostático**. Pero por otro lado nos da solo la masa total del cúmulo, incluyendo materia bariónica y oscura.



Top left: V_{555}/I_{814} -band color picture showing the full ACS field of view. Red contours show the luminosity density of cluster galaxies—cluster halos were centered on the five luminous structures labeled A-E in the lens model (Section 3.2). The white boxes marked 1, 2, and 3 show the regions displayed in more detail in the three numbered panels. Panel 1: the central $\sim 80'' \times 80''$ of the cluster showing the multiple-image systems discussed in the text. The cyan (outer), magenta, and yellow curves show the $z = 1.491$, $z = 1.894$, and $z = 2.497$ tangential critical curves, respectively. The inner cyan curve shows the radial critical curve for $z = 1.491$. Panel 2: a faint triply imaged galaxy next to a cluster galaxy within a group of galaxies $\sim 50''$ NNW of the BCG. Panel 3: two candidate triply imaged systems adjacent to a bright cluster galaxy $\sim 100''$ north of the BCG; A6.4 marks the location of a possible fourth image of A6. Bottom row: zoom into the four images of A1; morphological features used to constrain the lens model are marked by numbered white circles. The black crosses and circle in the A1.1/A1.2 panels are discussed in Sections 3.2 and 3.5. North is up east is left in all panels.

7.3.3. Propiedades físicas de cúmulos

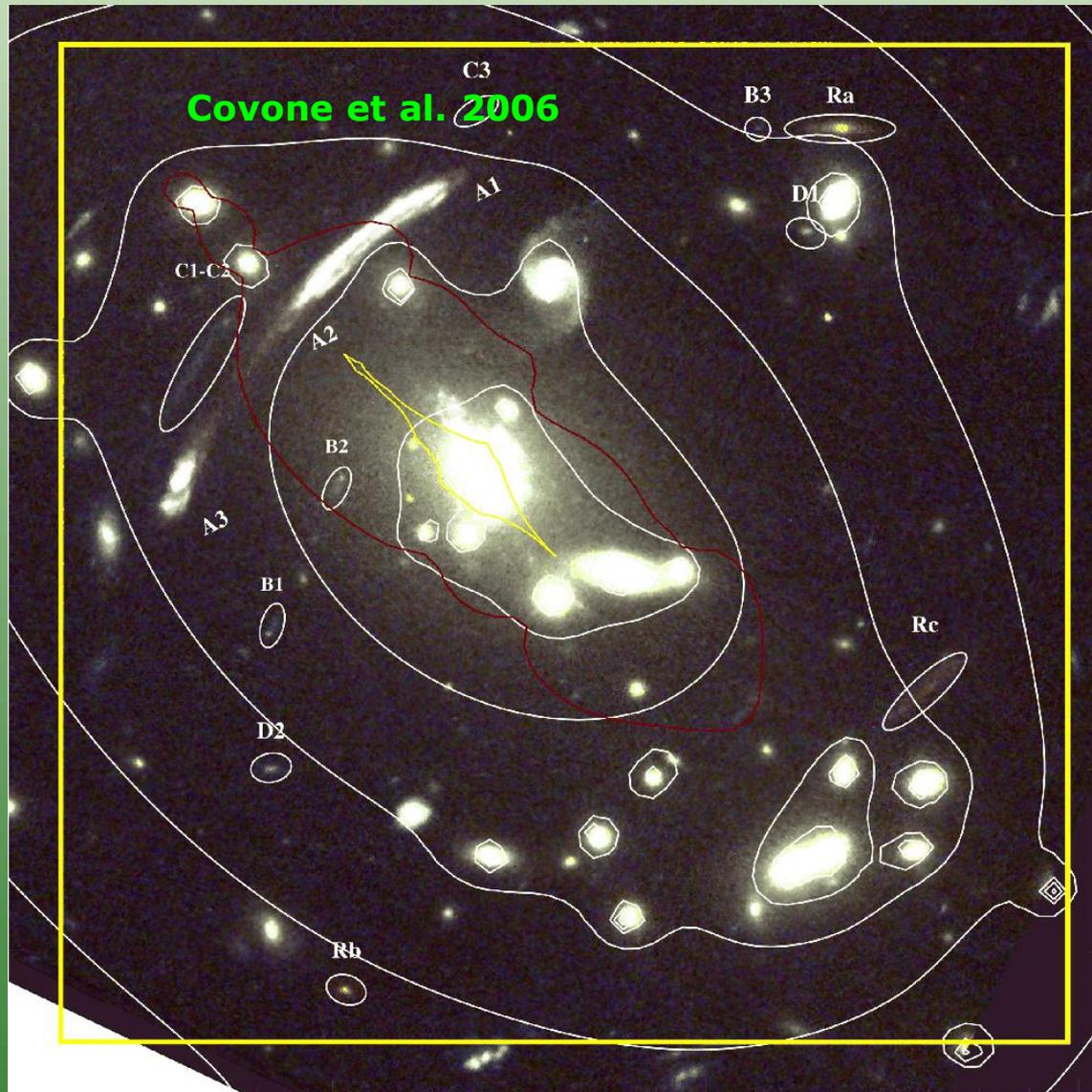


Figure 1: Color image of the Abell 2667 cluster core imaged with *HST* in the *F450W*, *F606W*, and *F814W* filters. The thin yellow square represents the position of the IFU field-of-view. Note the strongly magnified gravitational arc and the extended blue region just NE of the central galaxy. The white lines correspond to iso-mass contours from the lens model; the red line is the critical line at the redshift of the giant arc. High-*z* objects discussed in the text are also marked. North is at the top, East to the left. The field of view is centered on $\alpha = 23:51:39.4$, $\delta = -26:05:03$. At a redshift of $z=0.233$, the angular scale is 3.722 kpc/arcsec.

7.3.4. Composición de los cúmulos

La masa de los cúmulos se puede estimar por 3 métodos diferentes (dispersión de velocidades, emisión rayos-X o efecto de lente gravitacional), y se obtienen valores que concuerdan dentro de un factor 2-3, siendo la masa típica de un cúmulo 10^{14} - $10^{15} M_{\odot}$. El hecho de que los 3 métodos, basados en procesos físicos muy diferentes den estimaciones parecidas es una prueba convincente de la existencia de materia oscura.

La masa total de un cúmulo cuenta con las siguientes componentes: menos de un 10% son galaxias, entre un 10 y un 25% es gas del ICM y el resto, un 70-90% de la masa es materia oscura. Normalmente se considera que la materia oscura y el gas forma una envoltura alrededor de la zona ocupada por las galaxias, cubriendo también las regiones entre ellas.

La estructura general del cúmulo sería un gran halo de materia oscura y gas, con zonas más densas donde se forman las galaxias, que cuentan con su ISM y su halo de DM. El volumen ocupado por las galaxias es pequeño en comparación con el cúmulo, por lo que la mayor parte de la masa de éste es DM en la zona intra-cúmulo.



7.3.5. Formación y evolución de cúmulos

La formación de cúmulos y, en general, de estructuras en el Universo se suele explicar en el contexto de los modelos jerárquicos de evolución de los halos de materia oscura. En este contexto, las entidades más pequeñas (las galaxias) se formarían antes que las más grandes (los cúmulos). La formación de cúmulos es un tema de investigación bastante reciente, puesto que la detección de cúmulos es bastante difícil y solo en años recientes se están obteniendo los datos necesarios para el estudio de estructuras.

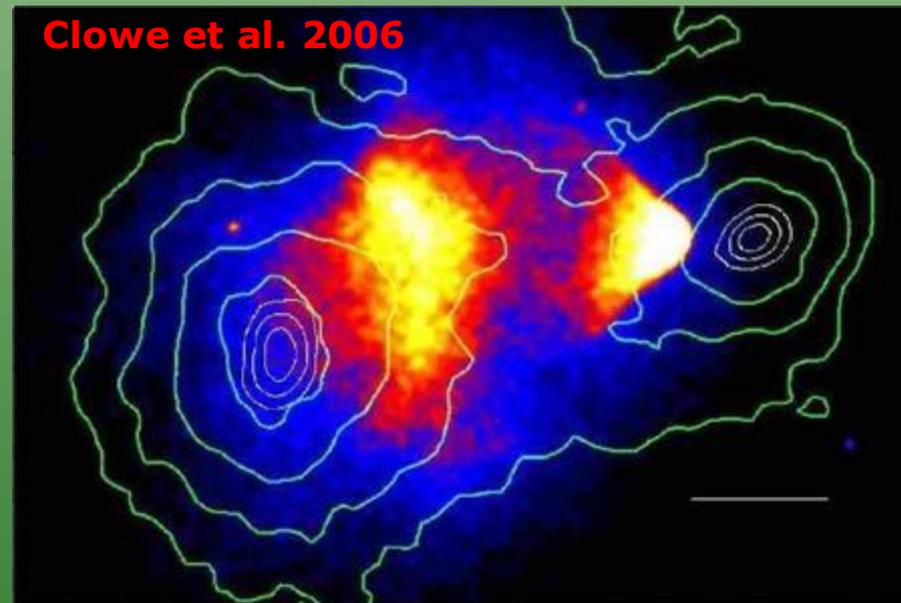
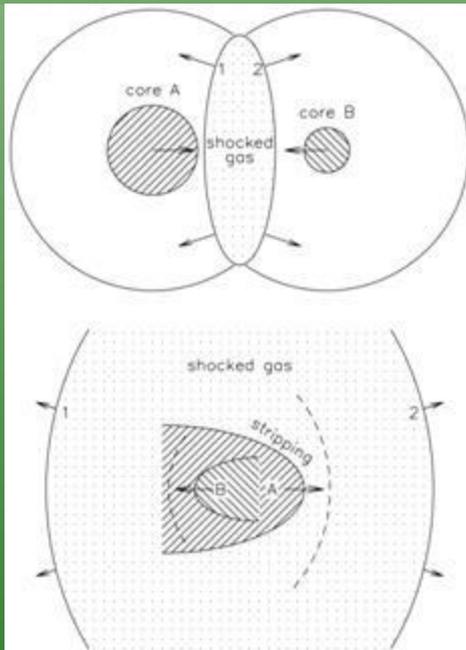
Estos modelos comienzan con pequeñas perturbaciones de la distribución de densidad de la materia poco después del Big Bang. Éstas estructuras serían las semillas de los cúmulos y supercúmulos que observamos hoy. Las zonas de menor densidad serían los voids.



7.3.5. Formación y evolución de cúmulos

Todos los cúmulos tienen más o menos el mismo tamaño, unos 2-3 Mpc. Pero el número de galaxias en cada cúmulo y, por tanto, la densidad de galaxias o riqueza del cúmulo varía de manera significativa. En las zonas centrales del cúmulo la densidad de galaxias es alta y las interacciones y fusiones son bastante comunes, lo que provoca una evolución importante de las galaxias. Por ejemplo, es sabida la evolución morfológica que sufren las galaxias que "caen" a un cúmulo, y que pierden su gas y sus discos para convertirse en S0 o E's.

También los cúmulos colisionan entre sí. Esto es visible, por ejemplo, en rayos-X.



7.3.5. Formación y evolución de cúmulos

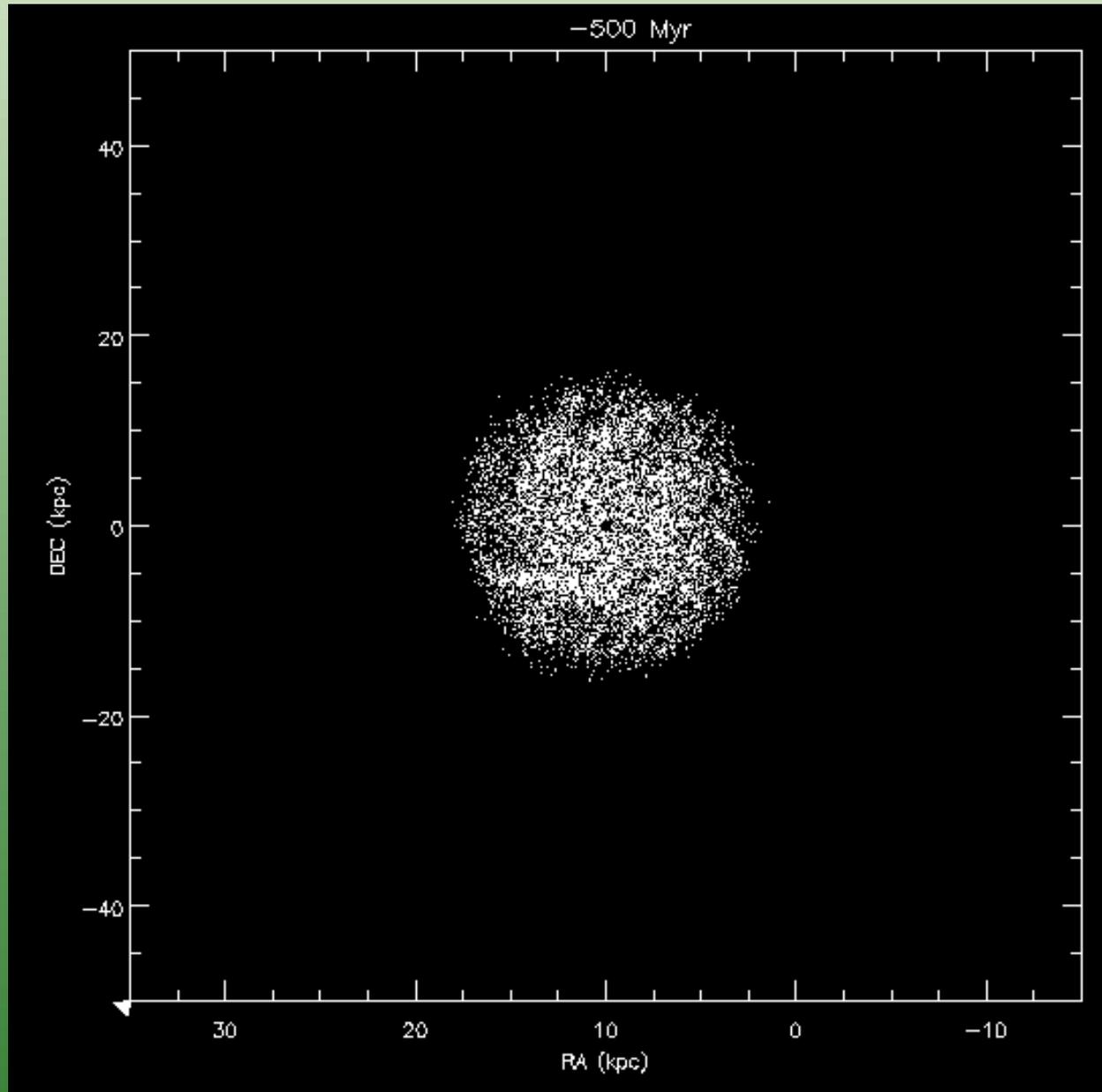
Existen 5 fenómenos que se dan en los cúmulos y que tienen una influencia importante en la evolución de las galaxias miembro del cúmulo, al perturbar o quitar materia de ellas:

- ◆ **ram pressure stripping:** es el efecto producido por la presión ejercida por gas en movimiento, que puede ser importante en los centros de cúmulo (donde hay mucho material y velocidades altas), y despoja a una galaxia de su ISM.
- ◆ **tidal stripping:** causado por efectos de marea en las interacciones entre galaxias.
- ◆ **mergers:** pueden existir fusiones de galaxias, aunque no son tan comunes como podría pensarse debido a la alta velocidad de las galaxias.
- ◆ **Harassment:** es el efecto combinado de interacciones con varias galaxias, y suele afectar más a galaxias pequeñas. Puede producir que galaxias pierdan discos y queden pequeños esferoides (dE, dSph)
- ◆ **thermal evaporation:** el gas del ICM, muy caliente, interacciona con el ISM y puede disgregar nubes de éste.

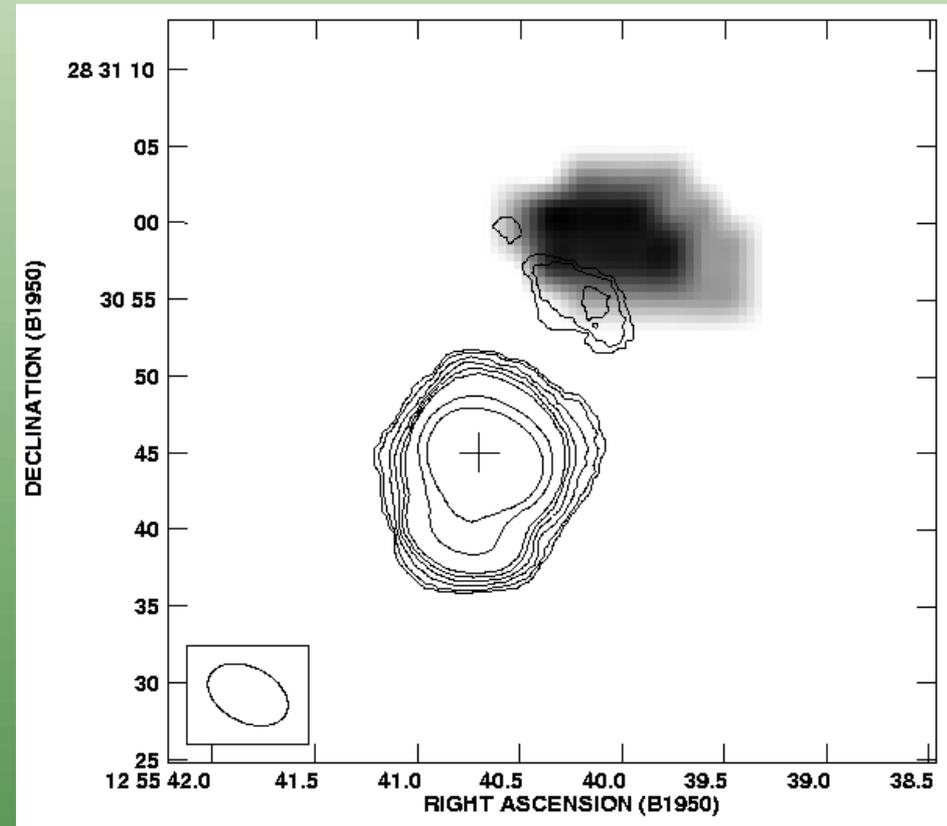
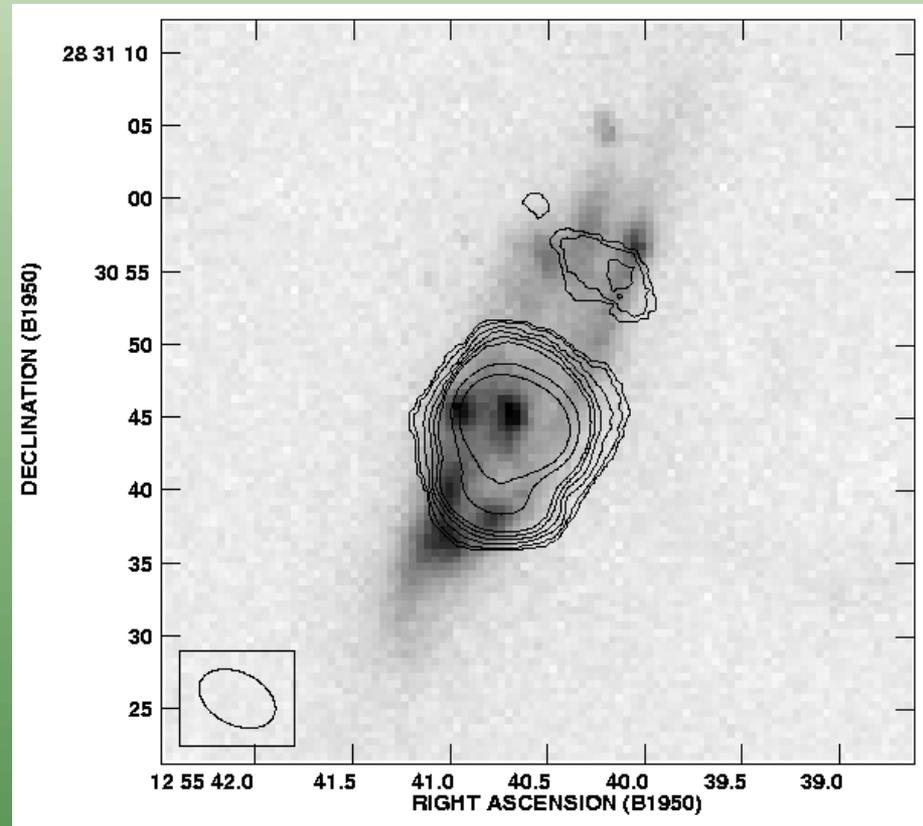


7.3.5. Formación y evolución de cúmulos

http://astro.u-strasbg.fr/~bvollmer/obspmweb/vollmer_rps_engl.html



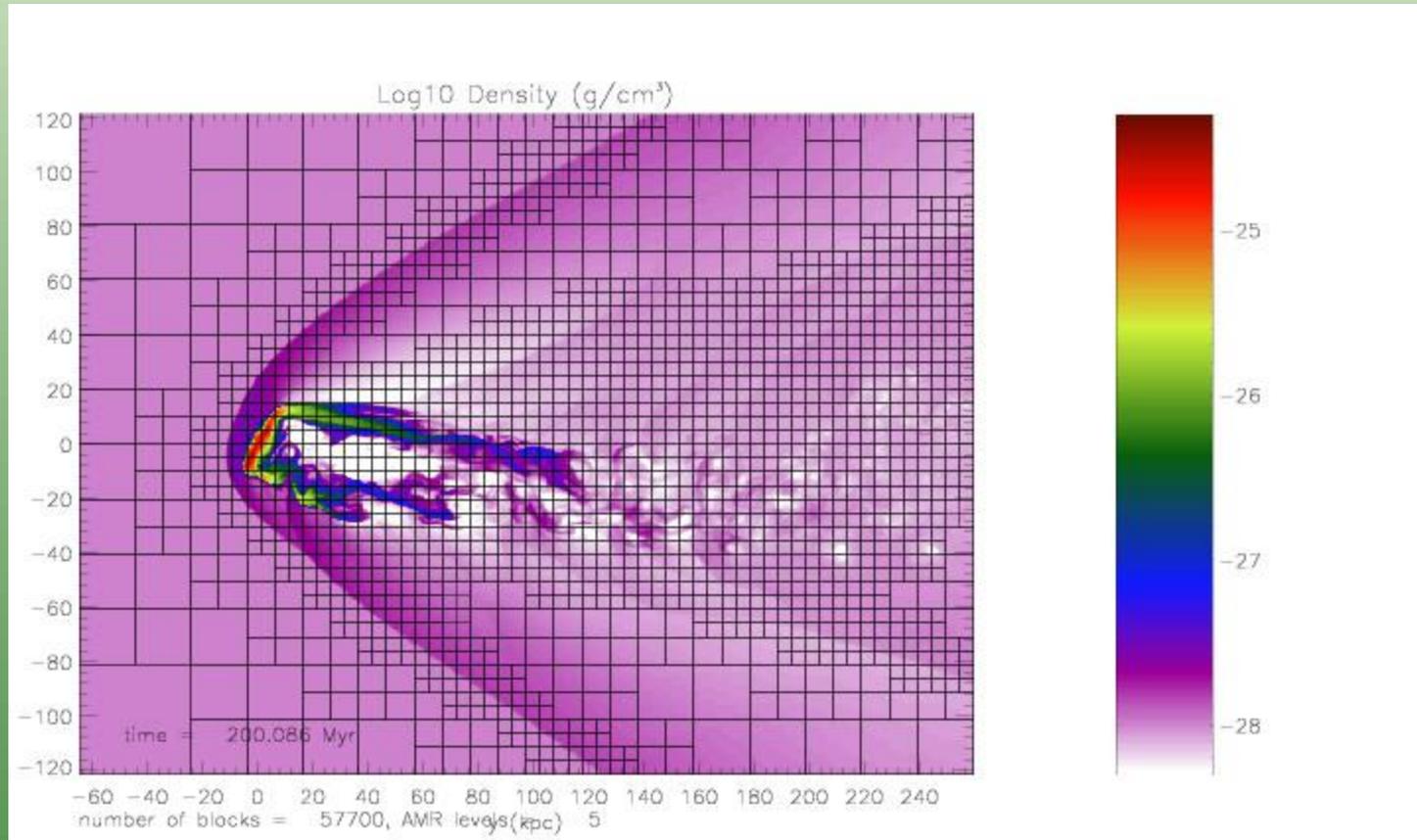
7.3.5. Formación y evolución de cúmulos



http://astro.u-strasbg.fr/~bvollmer/obspmweb/vollmer_rps_engl.html



7.3.5. Formación y evolución de cúmulos



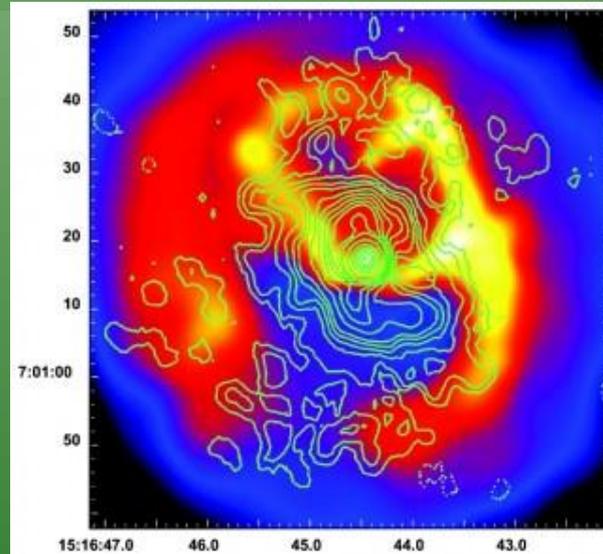
<http://www.faculty.iu-bremen.de/eroediger/work.html>



7.3.5. Formación y evolución de cúmulos

Otro fenómeno más es típico de cúmulos:

- ◆ **Cooling flows:** el gas del ICM está perdiendo energía por la emisión rayos-X. La escala de tiempo de enfriado es muy alta, mayor que el tiempo de Hubble. Sin embargo, el gas está en equilibrio hidrostático dentro del pozo de potencial del cúmulo y la densidad es mayor en el centro, lo que hace que radie más (su escala de enfriado sea más pequeña) y su presión baje. Esto provoca un flujo de materia "fría" hacia el centro que se denomina *cooling flow*. Las cantidades de material que se ha observado que caen son menores de lo esperado, lo que se conoce como el *cooling flow problem*, que debe invocar a procesos de calentado del gas en el centro del cúmulo o de absorción de radiación.



credit: Prof. Blanton



7.3.5. Formación y evolución de cúmulos

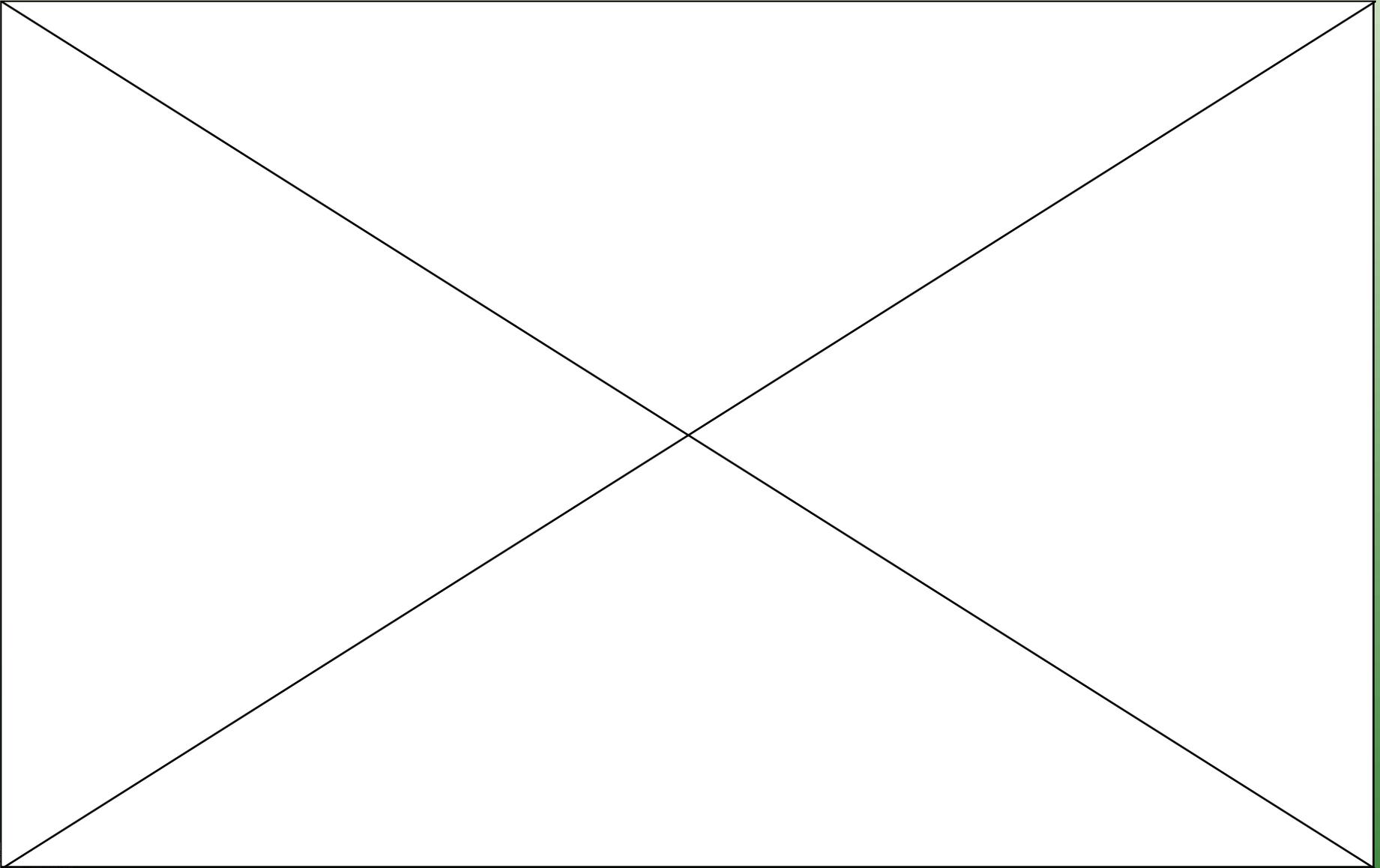
Además de la emisión continua free-free, los cúmulos presentan **líneas de emisión en rayos-X de elementos pesados con alta ionización**. A la temperatura del gas en el ICM (10-100 millones de K), el H y el He están ionizados, pero no así elementos más pesados. Para crear las líneas de emisión que se ven en los cúmulos estos elementos deben estar excitados, y la excitación debe involucrar a los electrones más internos, que son los que tienen transiciones que se ven en rayos-X.

Para excitar elementos como el Fe se necesitan energías muy altas, que solo se pueden conseguir con **frentes de choque**. El estudio de líneas de Fe permite obtener estimaciones de la temperatura del gas y su distribución. De hecho, esta distribución no suele ser constante, lo que lleva a pensar que los cúmulos no están en equilibrio electrostático. Estas distribuciones también sugieren que hay **fusiones de cúmulos**, lo que también se ve confirmado por la presencia de varias galaxias cD en un mismo cúmulo.

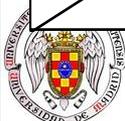
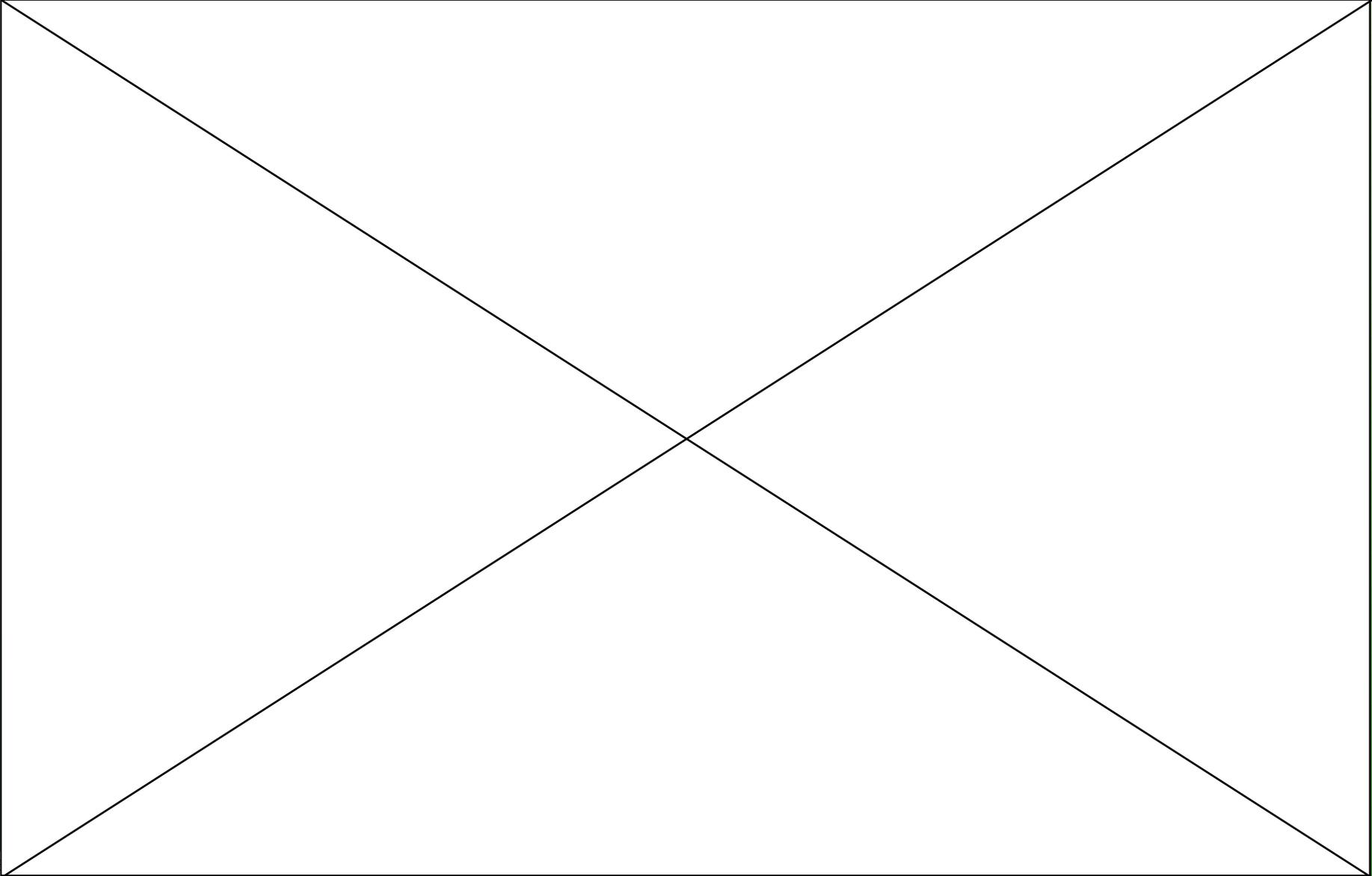
Otra evidencia indirecta de la evolución de los cúmulos es el **efecto Butcher-Oemler**, que dice que la cantidad de galaxias azules, con formación estelar y distorsionadas era mayor en los cúmulos más lejanos, mientras que en los más cercanos ha crecido la fracción de galaxias S0 y E's, que podrían ser galaxias S que han perdido su disco por completo o casi (por harassment o parecido).



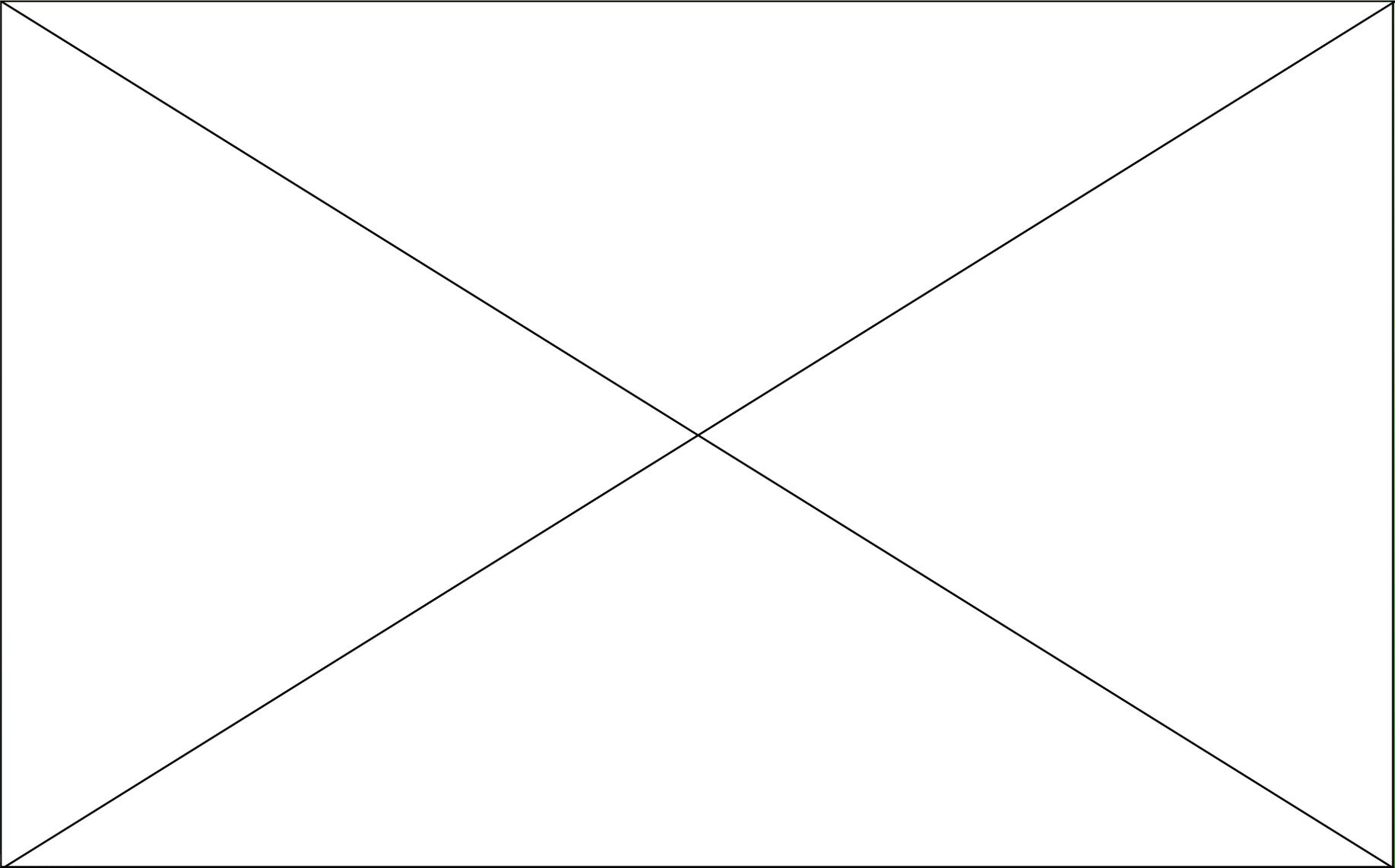
7.3.5. Formación y evolución de cúmulos



7.3.5. Formación y evolución de cúmulos



7.3.5. Formación y evolución de cúmulos



https://www.cfa.harvard.edu/~jzuhone/Research/Entropy_and_Mixing.html

7.3.5. Formación y evolución de cúmulos

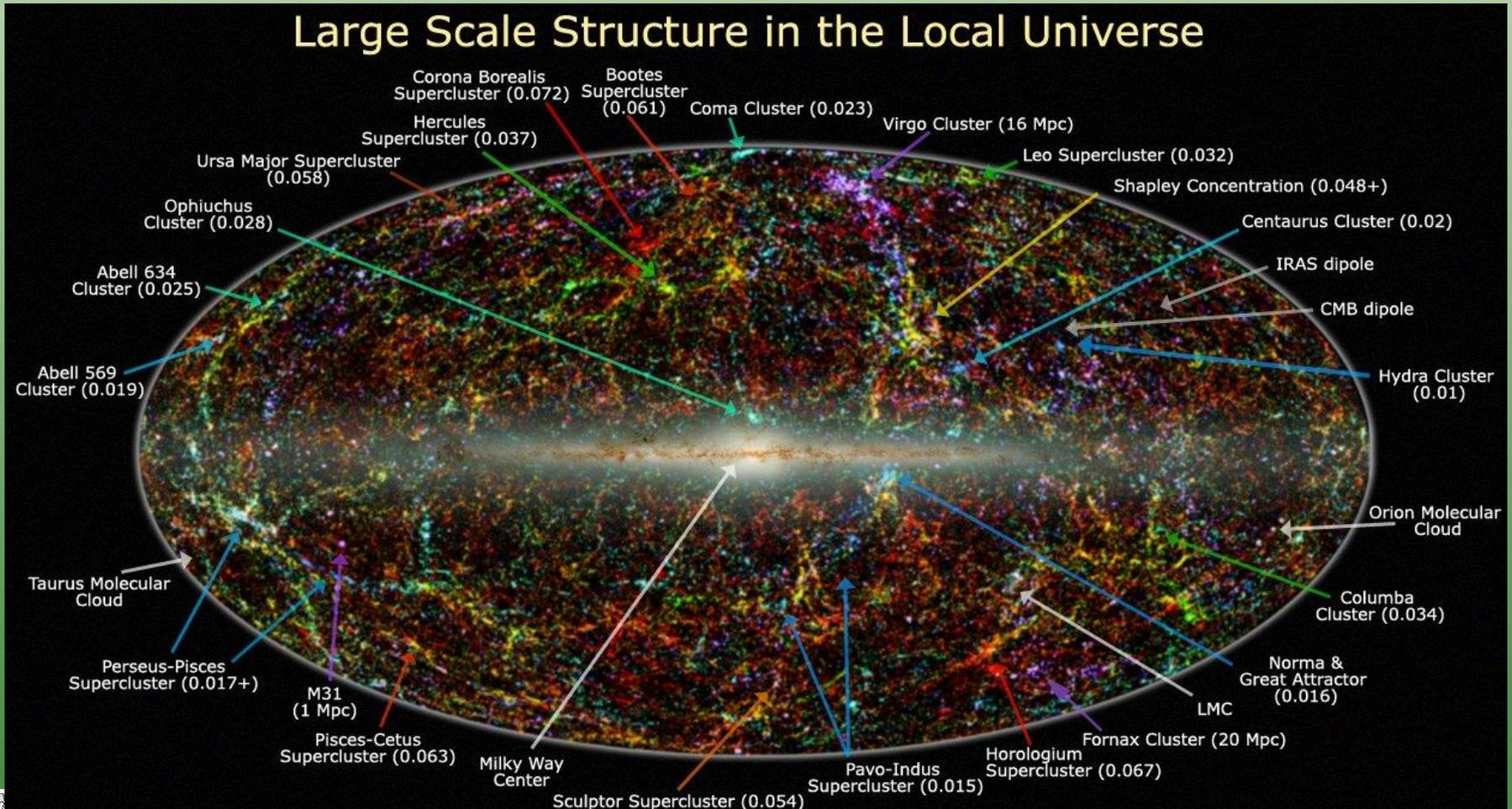
Muchos cúmulos parecen ser el resultado de **la fusión de varios sub-cúmulos**. Las zonas de mayor y menor temperatura se interpretan como zonas donde el material está colapsando, se forman galaxias y se calienta el ICM, siendo las zonas más externas más frías puesto que la formación estelar no es tan intensa. En otros cúmulos, las zonas más internas son las más frías, lo que podría explicarse por una excitación de las zonas externas debido a choques de material que viene del exterior. En todo caso, muchos cúmulos no parecen estar en equilibrio hidrostático.

En el contexto jerárquico sería de esperar que los cúmulos a alto redshift sean más numerosos, con menores riquezas y menos compactos y homogéneos. No se detectan muchos cúmulos a alto- z , por lo que este tema está hoy en día muy abierto.



7.4. Estructura a gran escala (LSS)

Los cúmulos tienen tamaños del orden de 2-3 Mpc, que es mucho más pequeño que el tamaño del Universo. La distribución de cúmulos no es homogénea, como mostró Abell, sino que los cúmulos se concentran en estructuras mayores.

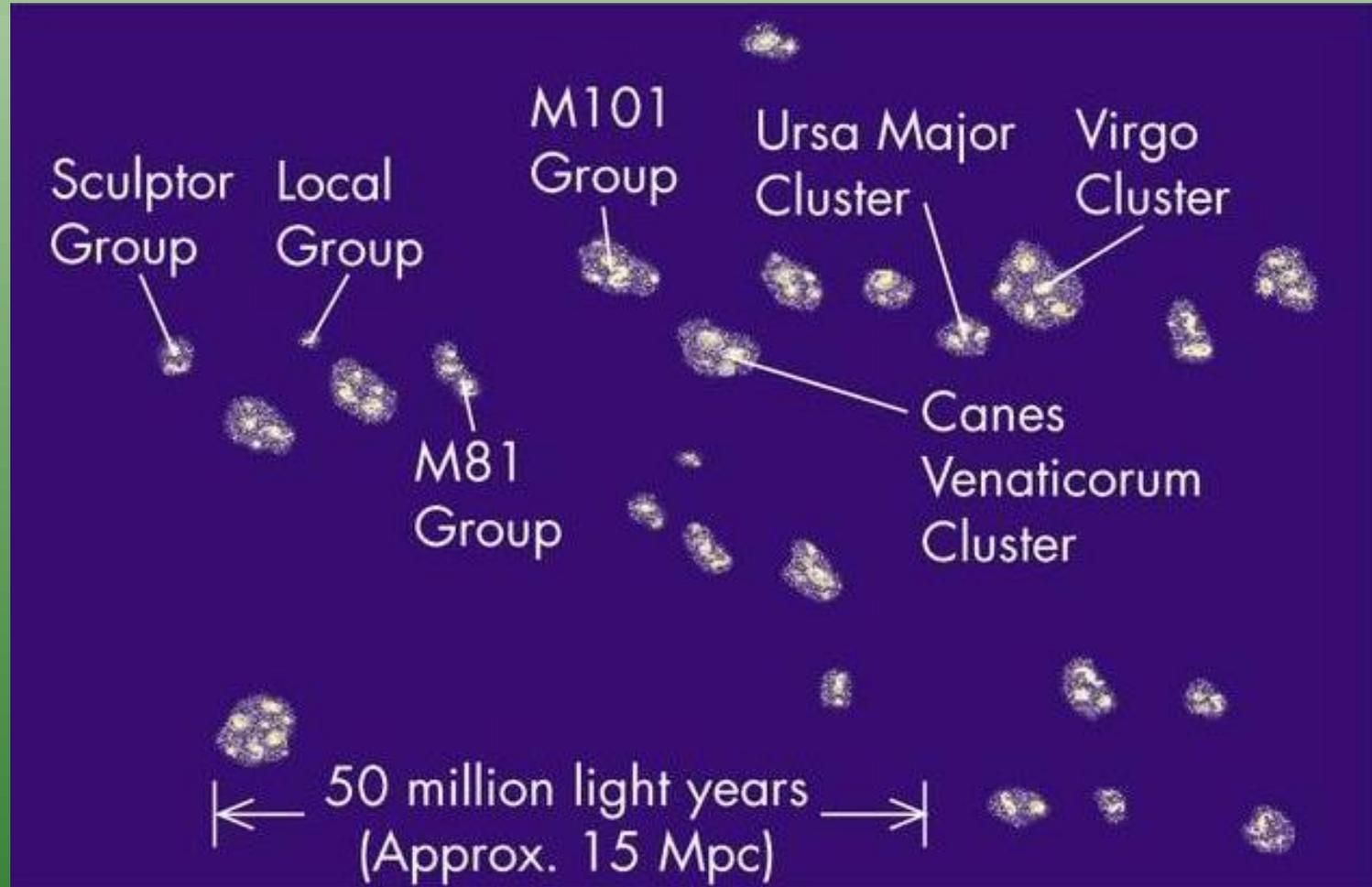


Legend: image shows 2MASS galaxies color coded by redshift (Jarrett 2004); familiar galaxy clusters/superclusters are labeled (numbers in parenthesis represent redshift).
Graphic created by T. Jarrett (IPAC/Caltech)

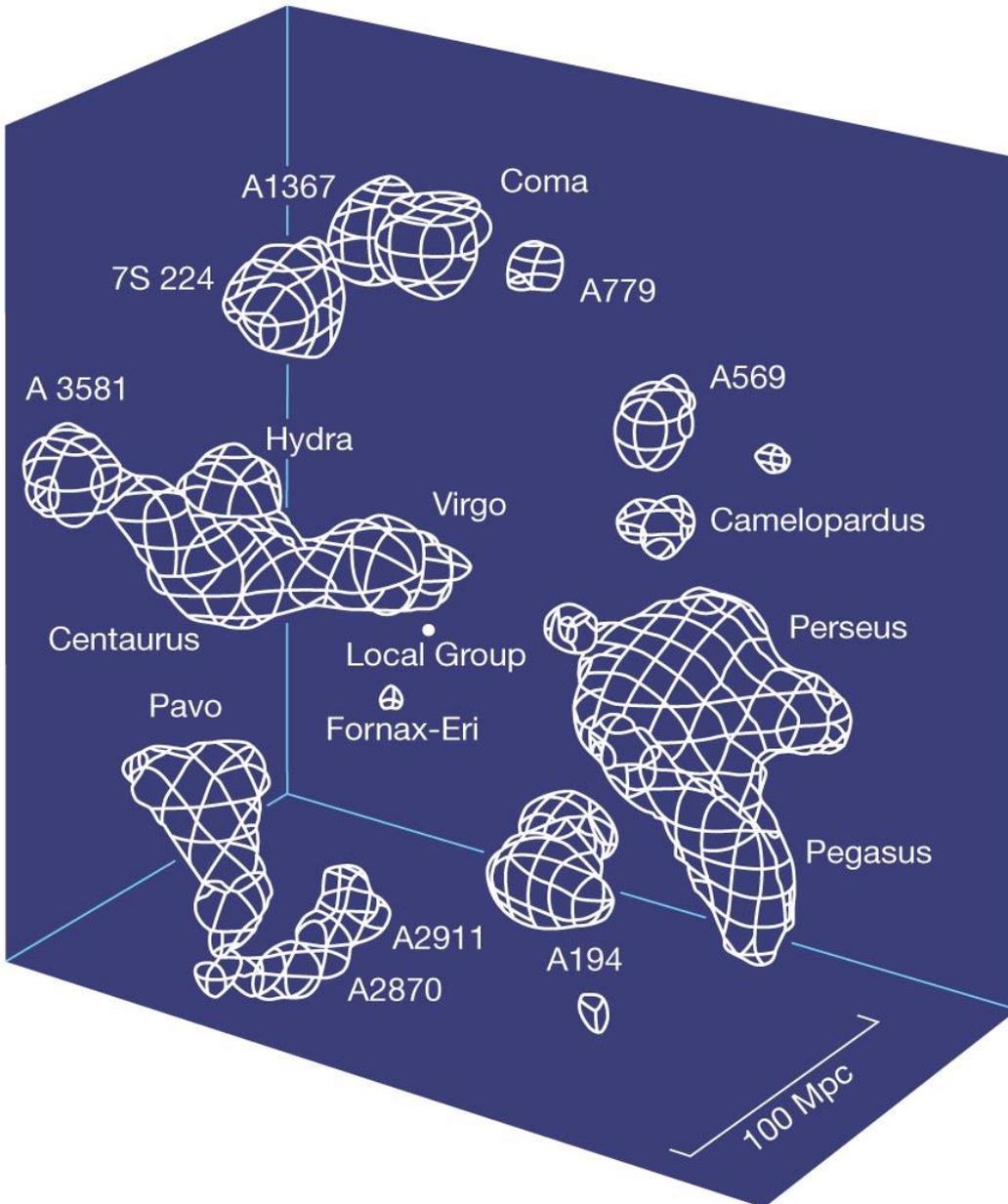


7.4. Estructura a gran escala (LSS)

En el Universo cercano, el Grupo Local forma parte del Supercúmulo Local, que está centrado en el cúmulo de Virgo y tiene un tamaño de unos 30 Mpc de un lado a otro. Esta estructura no es tan compacta como un cúmulo normal (por ejemplo, el de Virgo) y su dinámica es bastante complicada, no pudiéndose hablar de que esté virializado en absoluto.



7.4. Estructura a gran escala (LSS)



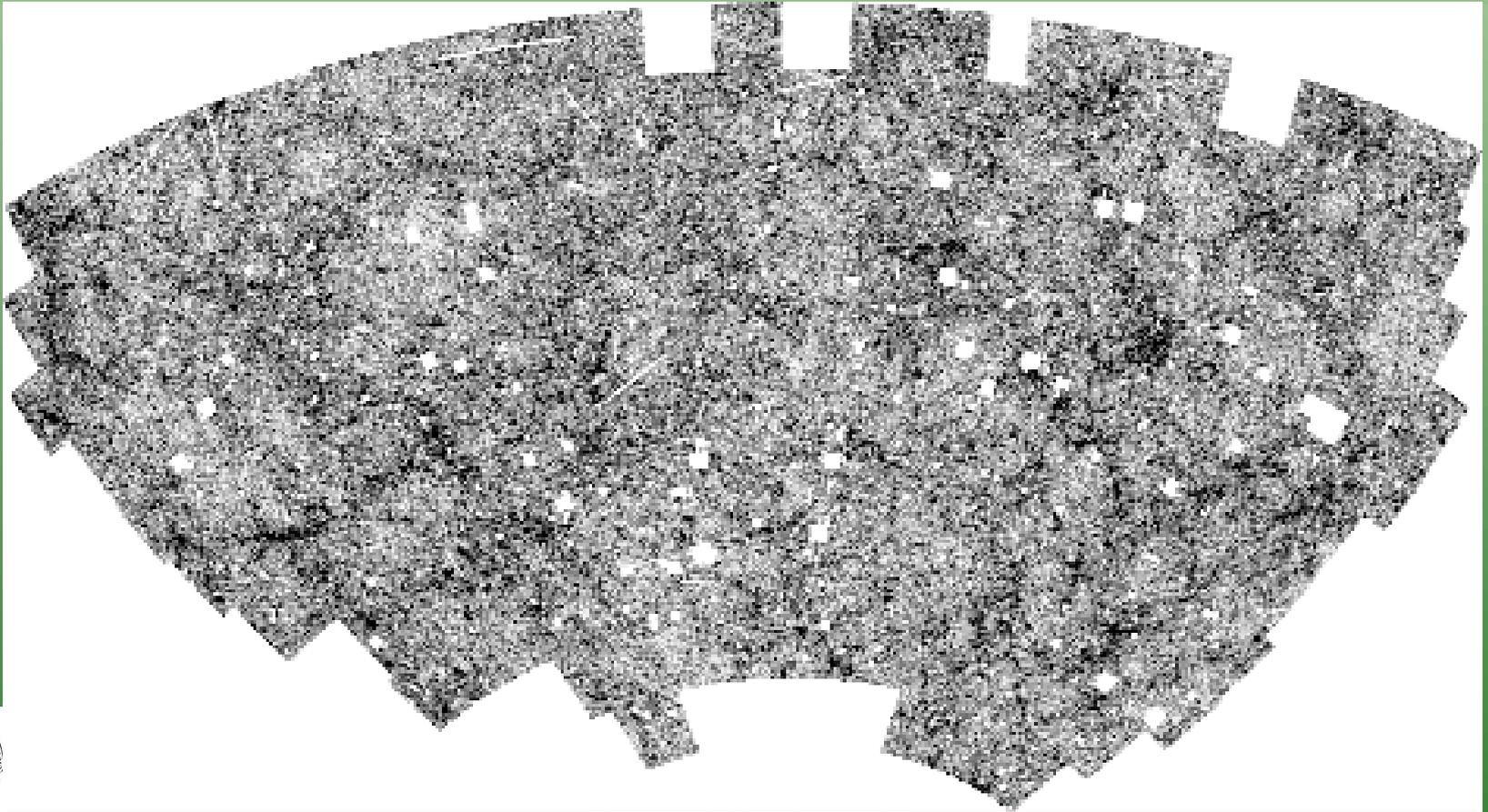
Los supercúmulos son frecuentes. En nuestra vecindad, dentro de una distancia de unos 250 Mpc, existen 10-20 supercúmulos, cada uno de los cuales tiene una extensión de unas decenas de Mpc.

Los supercúmulos parecen no organizarse en estructuras mayores. Sin embargo sí se distribuyen formando una red de regiones de alta densidad con aspecto filamentososo y creando envolturas alrededor de espacios bastante más vacíos.

Todas las estructuras del tamaño de supercúmulos o mayor (filamentos, murallas, capas) se denominan LSS.

7.4. Estructura a gran escala (LSS)

El estudio de la LSS es muy complicado porque supone la observación de grandes extensiones de cielo a grandes profundidades y con la necesidad de conocer la distancia a todas las galaxias. Si nos fijamos en estructuras del orden de decenas o centenares de Mpc estamos hablando de tamaños del orden de grados en el cielo. Por ello son necesarios grandes exploraciones de galaxias.



7.4. Estructura a gran escala (LSS)

Los mapas del cielo, como el del APM, muestran la estructura del Universo cercano en 2 dimensiones. Los grupos de galaxias pueden ser fortuitos, como es el caso de las constelaciones. Para estudiar la LSS en detalle necesitamos comprobar si las galaxias que aparecen agrupadas están a la misma distancia de nosotros, es decir, forman cúmulos y supercúmulos. Para ello, dado que todas estas galaxias están en el flujo de Hubble, se utiliza su redshift y la Ley de Hubble para determinar su distancia.

Como primera aproximación al problema del estudio de la LSS podemos trabajar en 2D. Los estudios en 2D utilizan la llamada **función de correlación de 2 puntos**. Si las galaxias estuviesen distribuidas uniformemente en el espacio con una densidad n , entonces la probabilidad de encontrar una galaxia en un volumen dV sería:

$$dP = ndV$$

Sin embargo las galaxias no siguen una distribución uniforme, por lo que la probabilidad de encontrar una galaxia en un volumen dV a una distancia r de una galaxia dada es:

$$dP = n[1 + \xi(r)]dV$$

donde n es la densidad media de galaxias y $\xi(r)$ es la FC2P.



7.4. Estructura a gran escala (LSS)

La función de correlación de 2 puntos describe si las galaxias están más concentradas ($\xi > 0$) o más dispersas ($\xi < 0$) que la densidad media de galaxias.

Por ejemplo, las 118,149 galaxias del SDSS y para una separación de $0.1h^{-1} \text{ Mpc} < r < 16h^{-1} \text{ Mpc}$, la función de correlación tiene una forma:

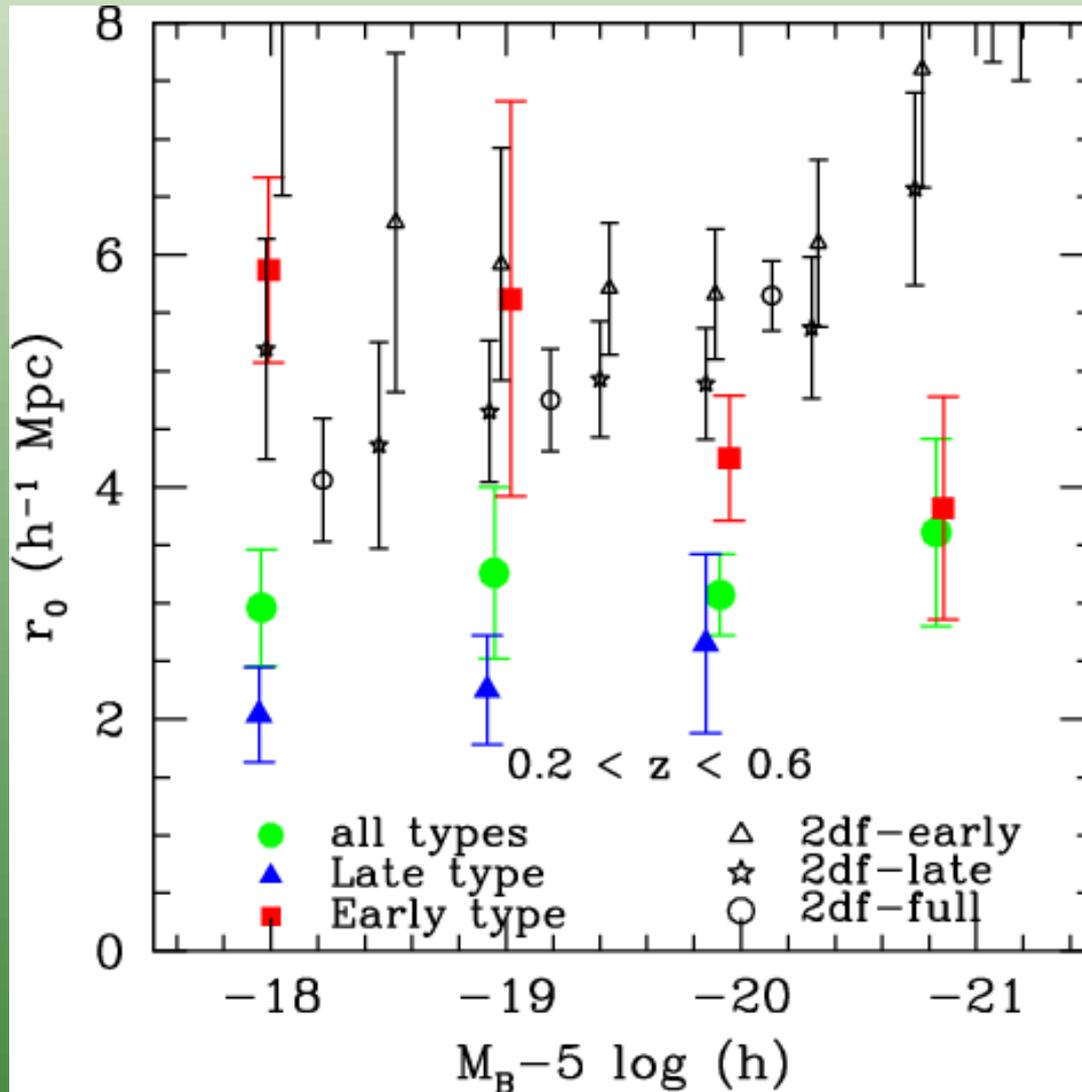
$$\xi(r) = \left(\frac{r}{r_0} \right)^{-\gamma}$$

donde la longitud de correlación vale $r_0 = 5.77h^{-1} \text{ Mpc}$ y $\gamma = 1.8$. La longitud de correlación varía con el brillo de las galaxias, con las galaxias más brillantes teniendo valores más altos ($r_0 = 7.4h^{-1} \text{ Mpc}$) que las más débiles ($r_0 = 4.7h^{-1} \text{ Mpc}$). Dos galaxias a una distancia $r < r_0$ están más concentradas que la media, y viceversa.

A medida que nos fijamos en exploraciones de galaxias más profundas, que detectan galaxias cada vez más lejanas, hasta una distancia R_s , el valor de r_0 va cambiando. El valor de r_0 alcanza un valor constante con R_s debido al principio de homogeneidad del Universo, que establece que a una determinada escala el Universo es igual en cualquier región (homogéneo) y dirección (isótropo).



7.4. Estructura a gran escala (LSS)

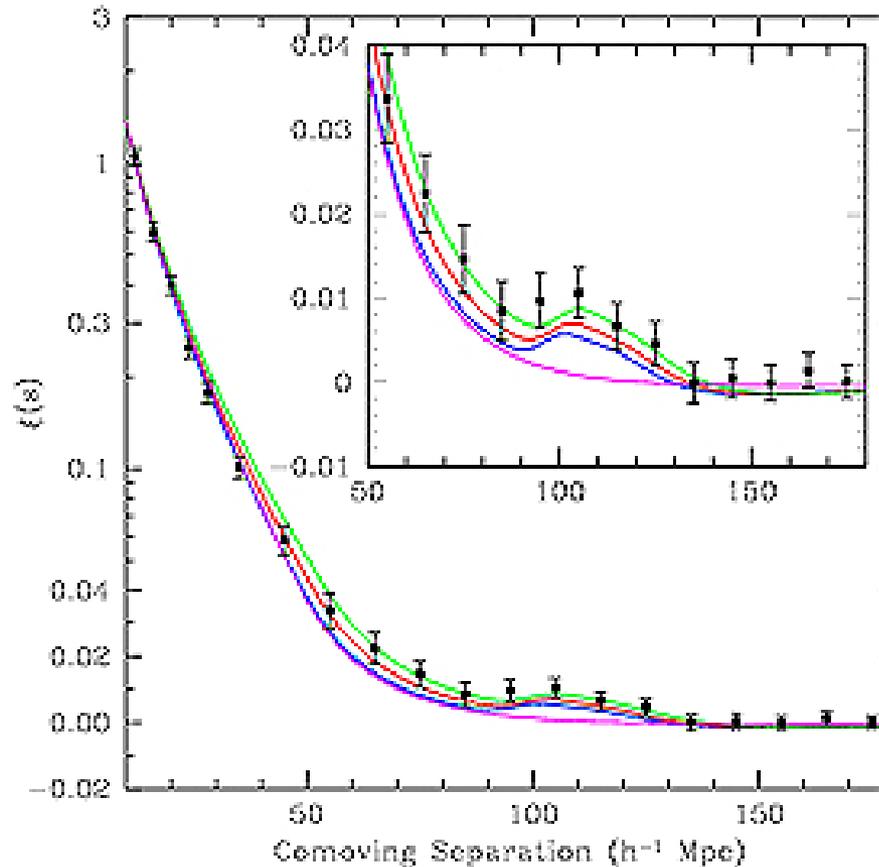


McCracken et al. 2008



7.4. Estructura a gran escala (LSS)

Aunque los estudios no son concluyentes, se encuentra que r_0 se hace constante en torno a $30h^{-1}$ Mpc, aunque hay artículos que suben esta longitud hasta $200h^{-1}$ Mpc. En todo caso parece que el Universo se vuelve homogéneo a unas distancias típicas del tamaño de supercúmulos, filamentos, paredes y voids. Estas son las estructuras estándar del Universo.



Exploraciones espectroscópicas

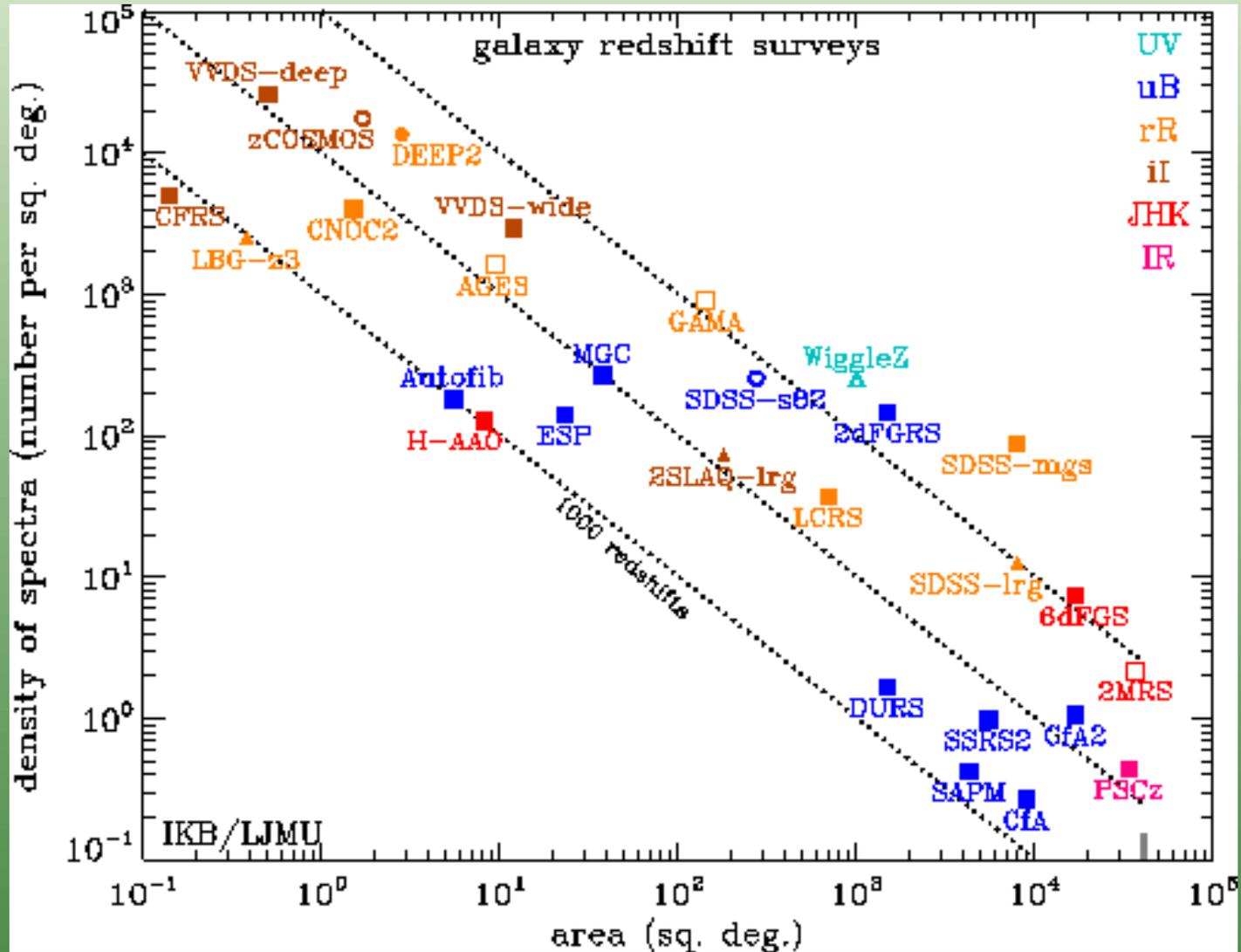
Para obtener la estructura del Universo en 3D necesitamos distancias a galaxias. Una vez que las distancias son suficientemente grandes se calculan con la ley de Hubble, por lo que la medida de distancias va ligada a la medida de redshifts. Los redshifts se miden a través de exploraciones cosmológicas espectroscópicas.

Las exploraciones espectroscópicas (spectroscopic surveys) son proyectos de gran interés y necesitan telescopios muy potentes y con alta dedicación. Medir redshifts para miles de galaxias puede llevar años, sobre todo si queremos llegar a los redshifts más grandes, que implica que las galaxias son muy débiles.

La ley de Hubble, que localmente es lineal (hasta $z \sim 0.2$), se curva a más alto redshift, lo cual hace necesario un buen conocimiento sobre la geometría y contenido de materia del Universo (lo veremos en Cosmología).



Exploraciones espectroscópicas

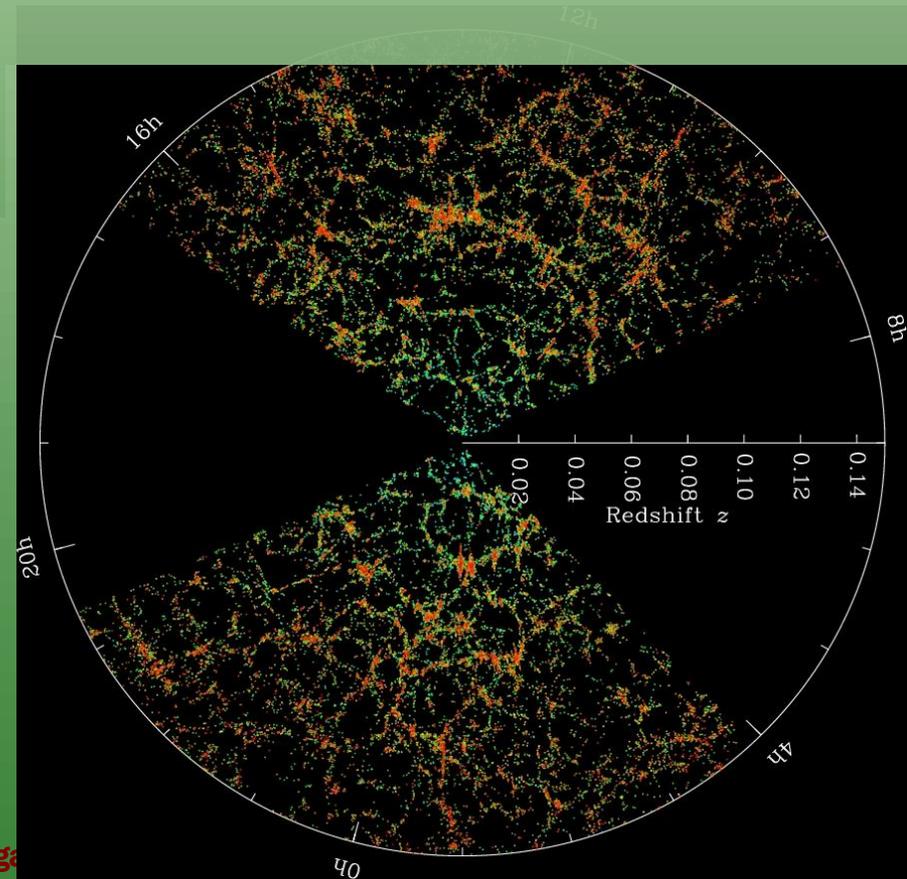


<http://www.astro.ljmu.ac.uk/~ikb/research/galaxy-redshift-surveys.html>



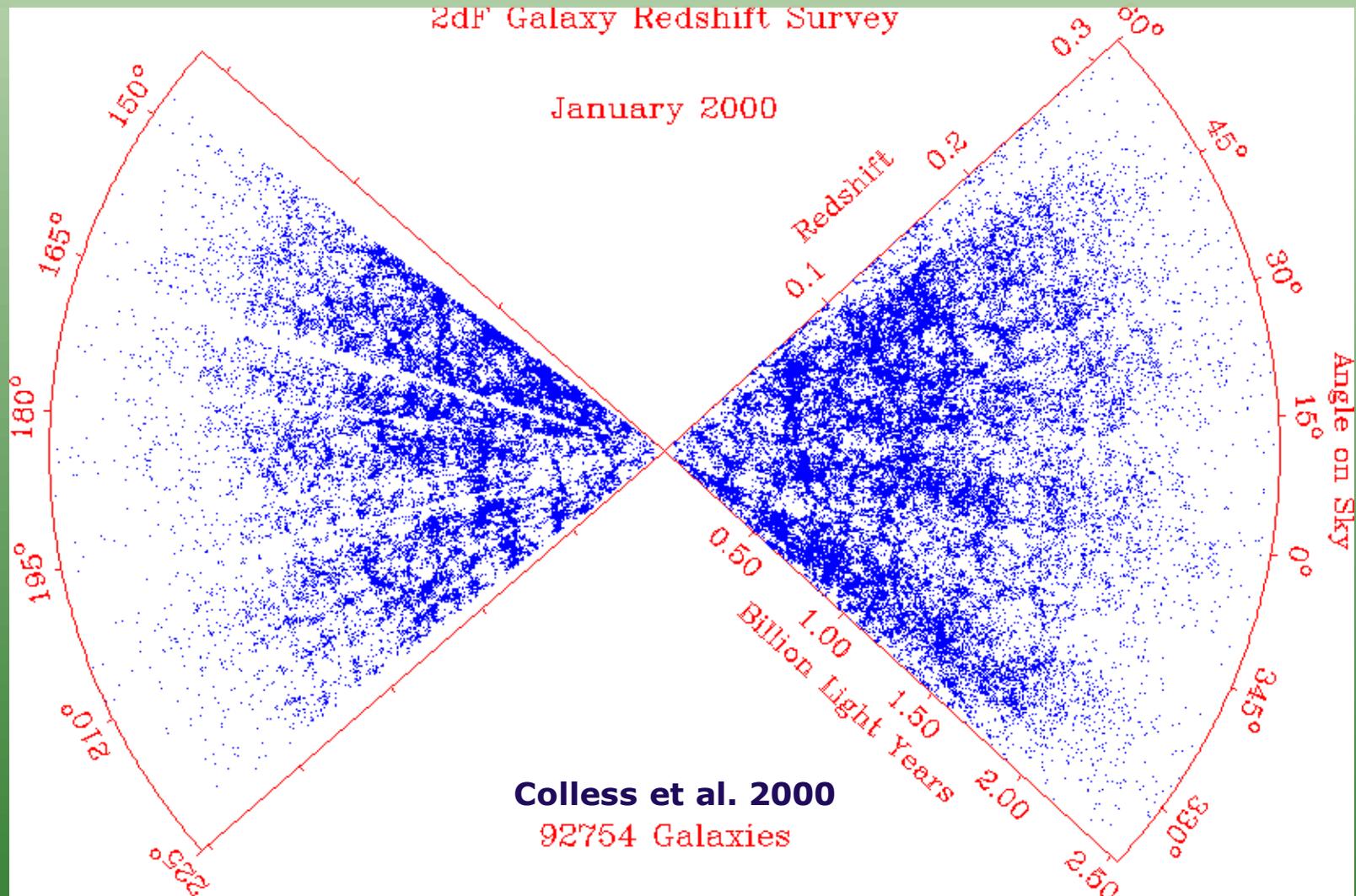
Exploraciones espectroscópicas

El Sloan Digital Sky Survey (SDSS) es un proyecto que usa un solo telescopio de 2.5 metros, que está en el Apache Point Observatory en las Sacramento Mountains de New Mexico. SDSS quiere hacer imágenes y tomar espectros de galaxias relativamente brillantes (magnitud 24 en imagen y 19 en espectroscopía) para la mitad del Hemisferio Norte y parte del cielo del Sur. El proyecto pretende obtener datos de 100 millones de objetos, entre estrellas, OSO v galaxias, permitiendo estimar distancias a todos ellos. SDSS mide redshifts hasta $z \sim 0.25$ para 1 millón de objetos. Hay un SDSS-II y un SDSS-III, que seguirá hasta 2014.



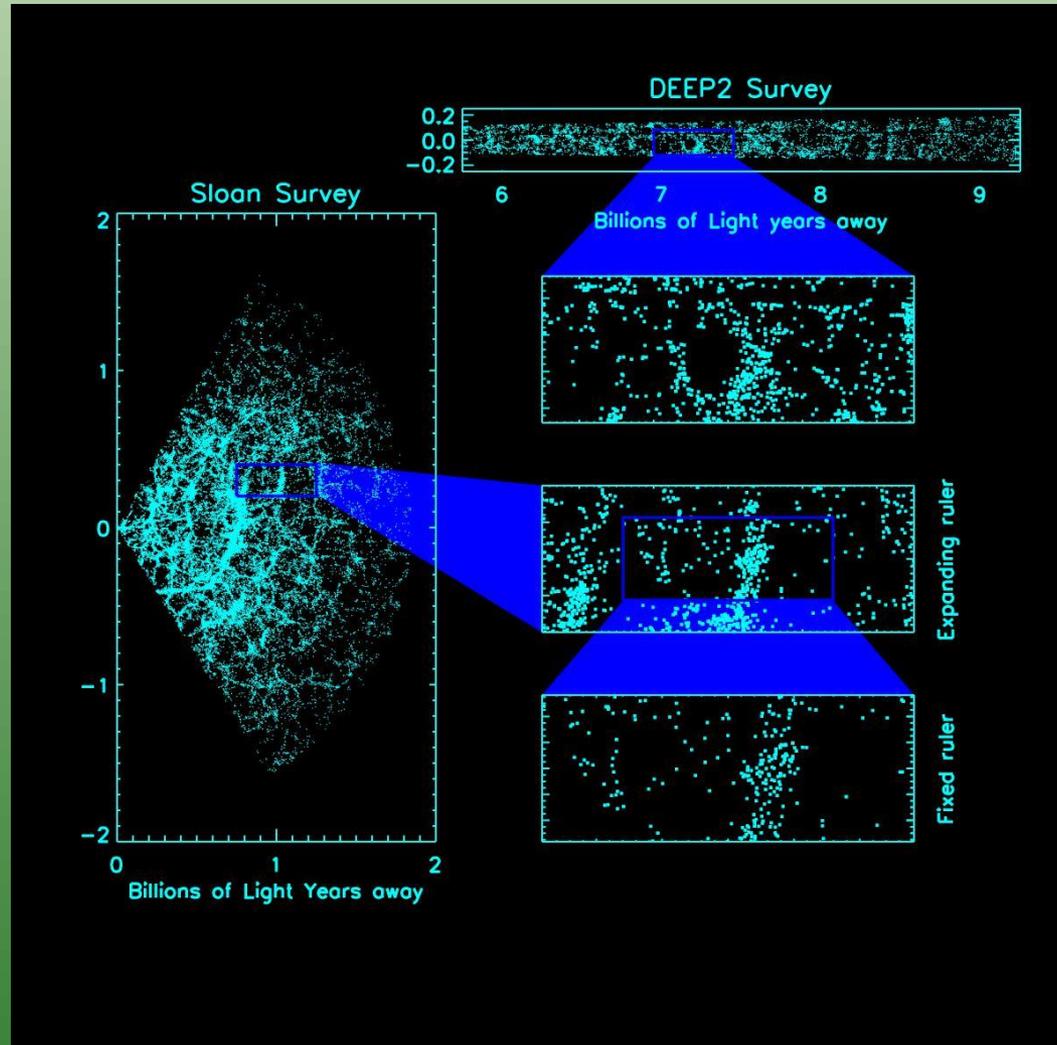
Exploraciones espectroscópicas

El proyecto 2-degree Field (2dF) es una exploración espectroscópica que cubre un campo de 2 grados cuadrados y que obtuvo redshifts para un cuarto de millón de objetos. Usa el telescopio CFHT de 3.9 metros en Hawaii.



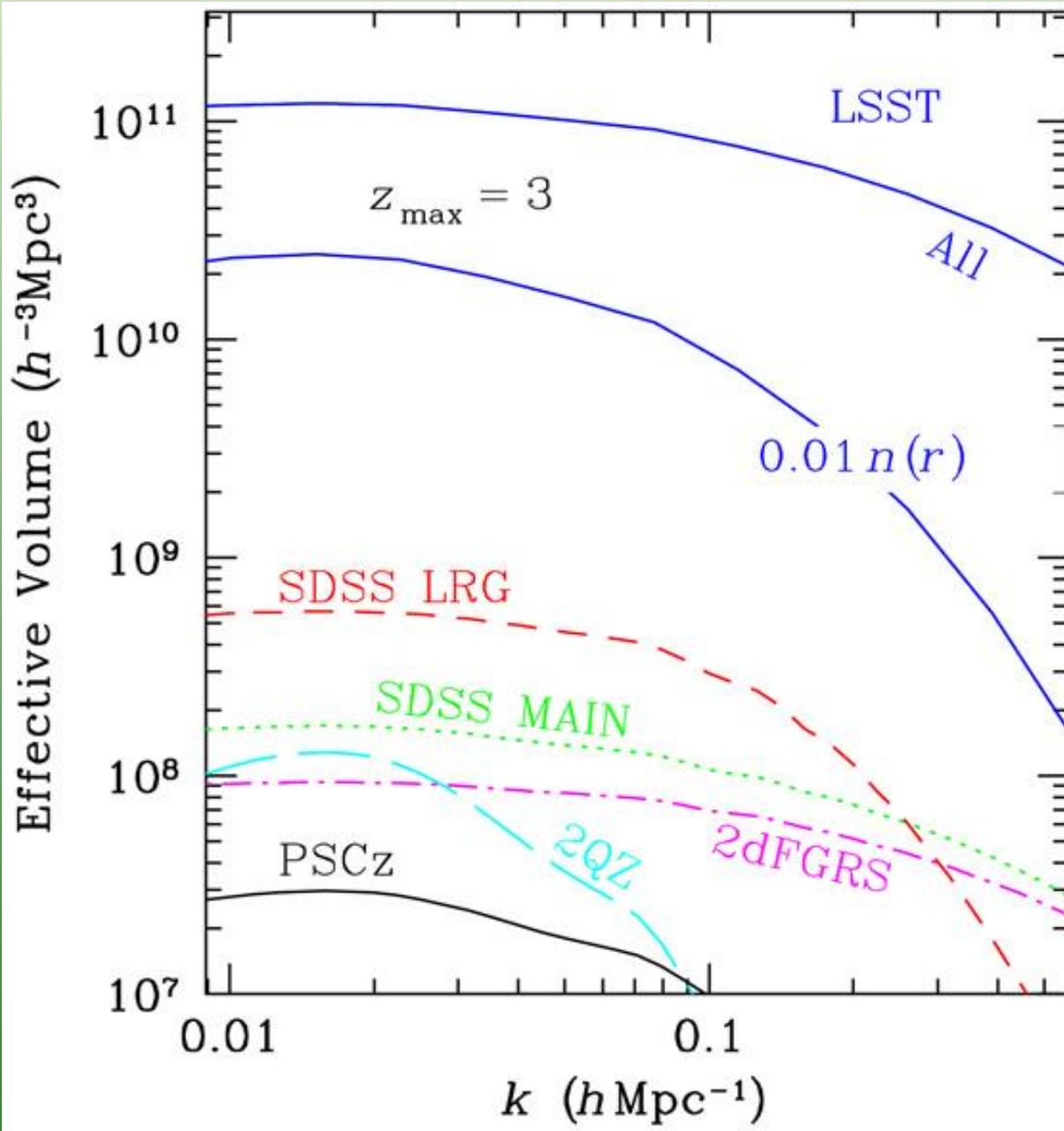
Exploraciones espectroscópicas

El proyecto DEEP (Deep Extragalactic Evolutionary Probe) llega hasta $z=1.5$ a través de observaciones espectroscópicas de galaxias hasta $R=24.5$ con el telescopio Keck de 10 metros.



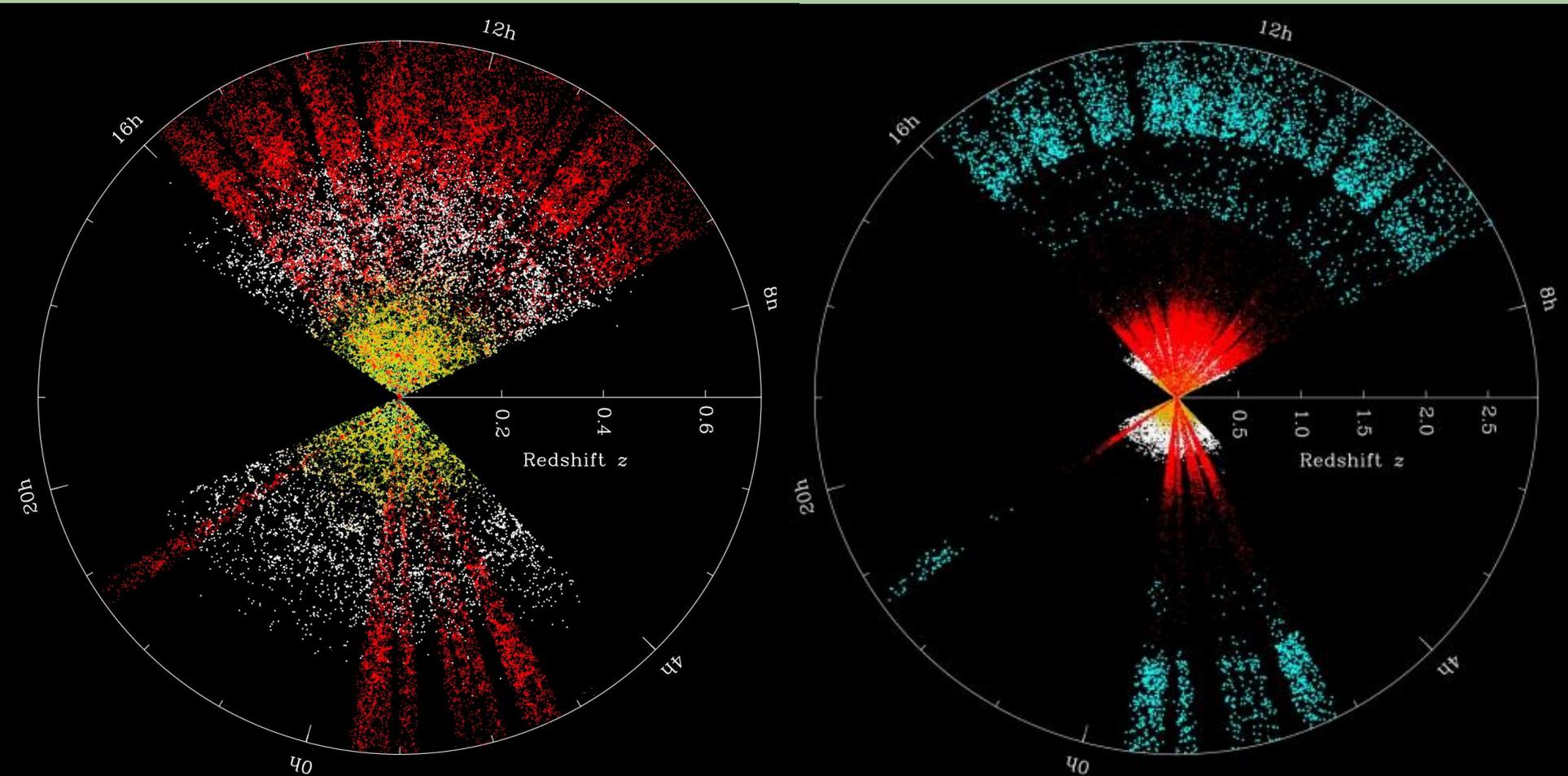
Exploraciones espectroscópicas

LSST

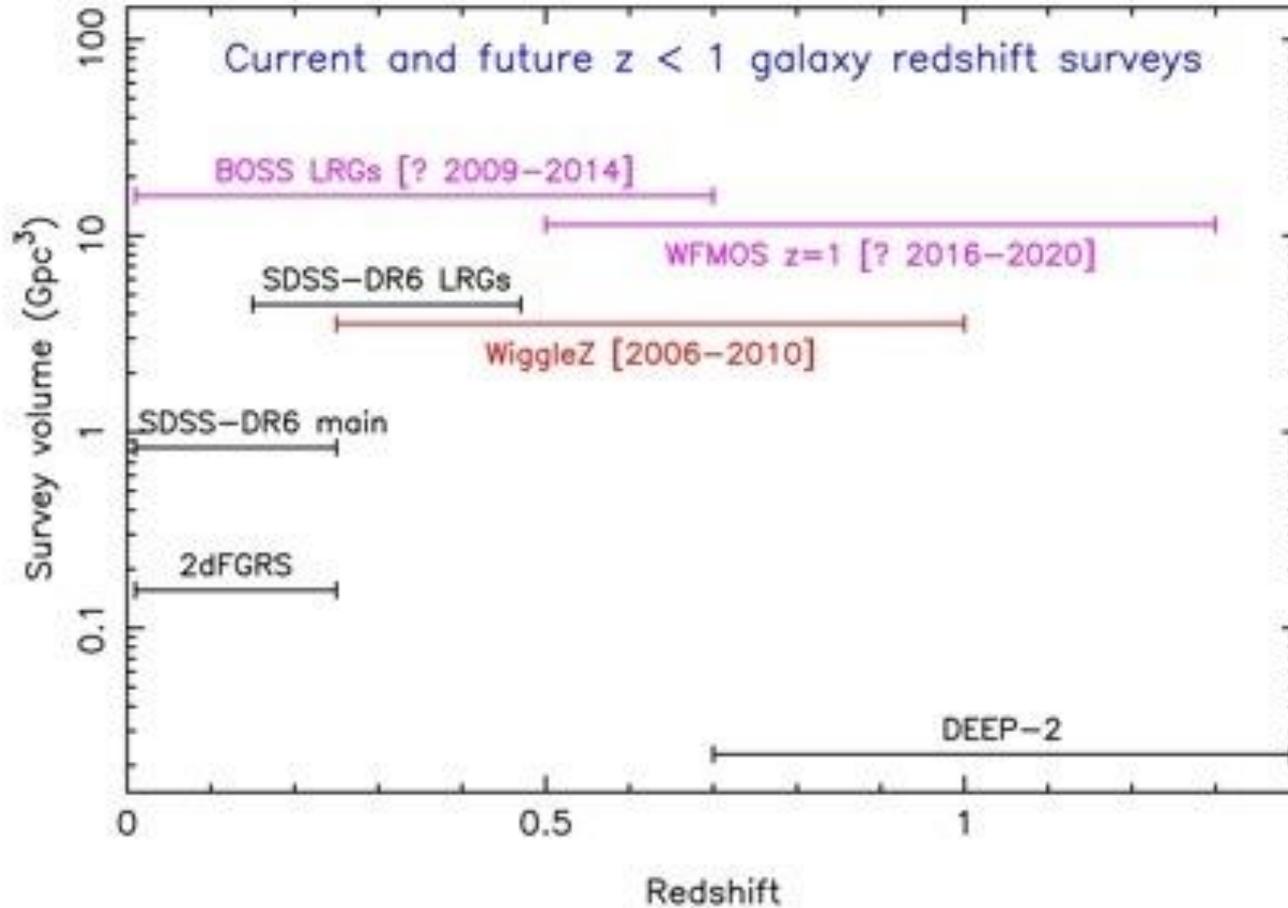


Exploraciones espectroscópicas

SDSS-III BOSS.



Exploraciones espectroscópicas



Exploraciones espectroscópicas

Las exploraciones cosmológicas reseñadas, y otras parecidas, revelan que las galaxias se distribuyen en el Universo siguiendo una **estructura esponjosa**, formando una intrincada red cósmica.

Los puntos más densos de la red son los cúmulos y supercúmulos de galaxias, que contienen millares de galaxias. Los cúmulos tendrían **tamaños** de unos pocos Mpc y los supercúmulos de decenas de Mpc.

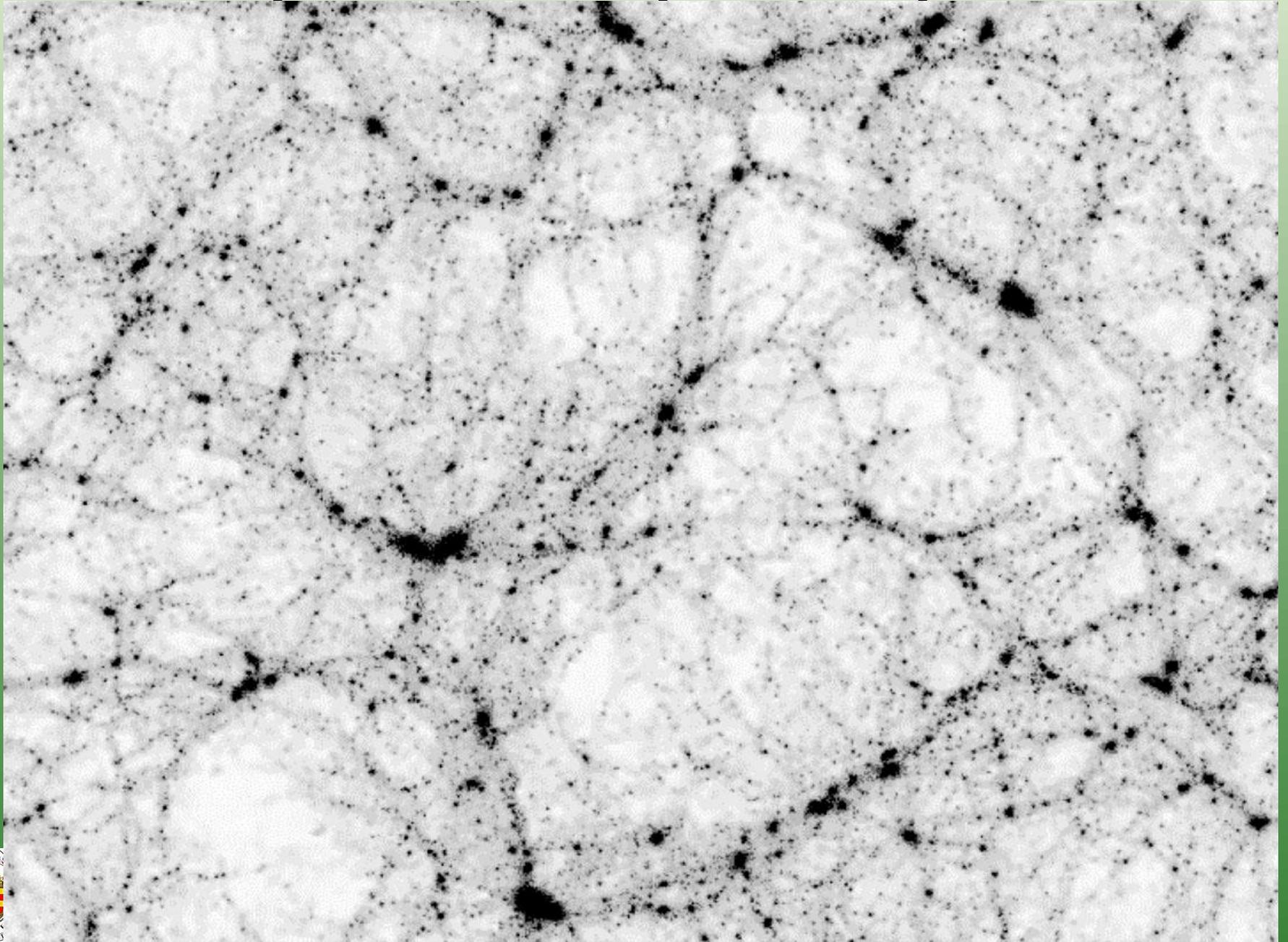
A una escala superior se verían los **voids** o espacios vacíos, de hasta 50 Mpc de diámetro, y que separan zonas de alta densidad. Estos voids están surcados por **filamentos** y por **paredes** o **capas** que envuelven los voids.

La **densidad** de galaxias en los filamentos es bastante menor que la observada en cúmulos y solo un factor 2-3 mayor que la de los voids.

Las estructuras más grandes tienen unos 200 Mpc. Por encima de esta escala el Universo es homogéneo en el sentido que cualquier trozo de Universo de unos 200 Mpc parece igual a otro.



Exploraciones espectroscópicas



7.5. Distribución espacial de la materia

En la Sección anterior hemos visto cómo se distribuyen las galaxias en el Universo. Pero sabemos que la mayor parte de la materia en el Universo es **materia oscura**, y que los cúmulos contienen una gran cantidad de gas caliente intracumular que no se ve en exploraciones cosmológicas espectroscópicas.

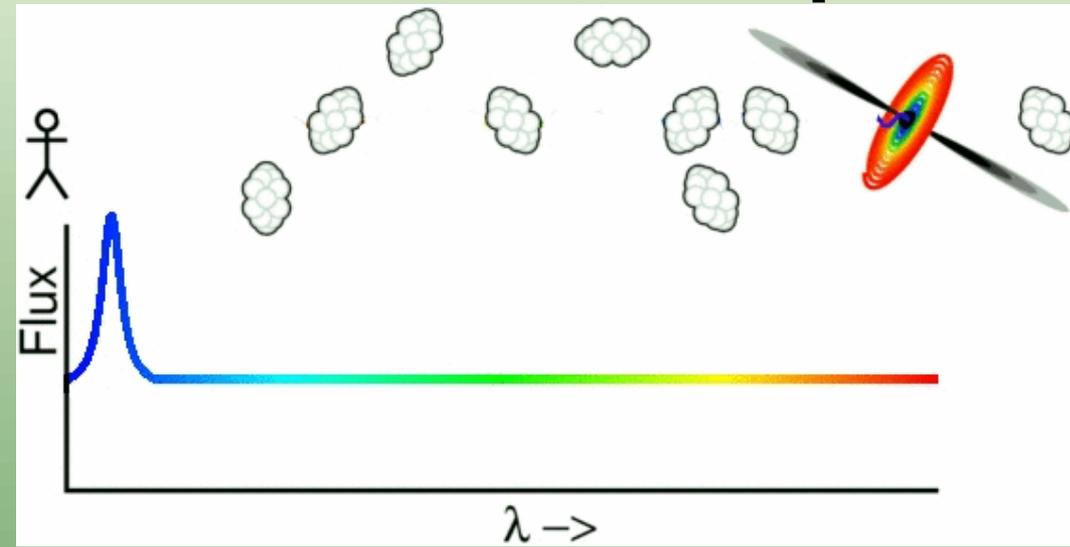
¿Cómo se distribuye la materia en el Universo, entendiendo por materia todos los bariones y no bariones afectados por la gravedad?

Hay varias técnicas para estudiar este problema, las dos más importantes son:

1. El espectro de los QSO a alto redshift, el conocido como bosque de Lyman α (Lyman α forest).
2. La distorsión cósmica (cosmic shear).

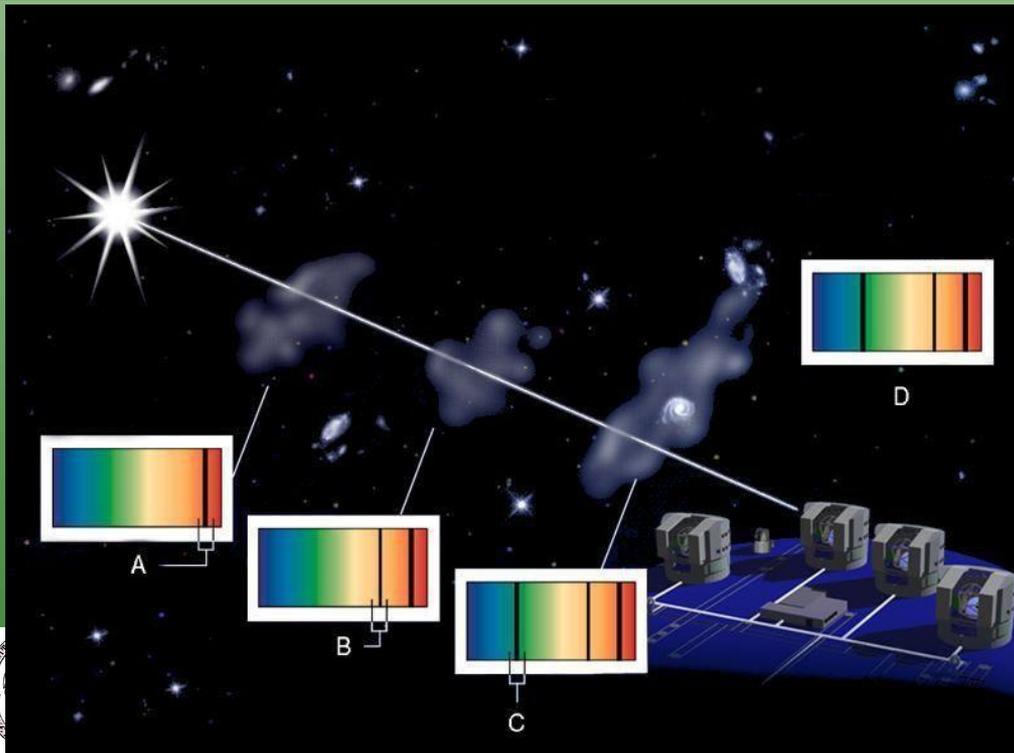


El bosque de Lyman α

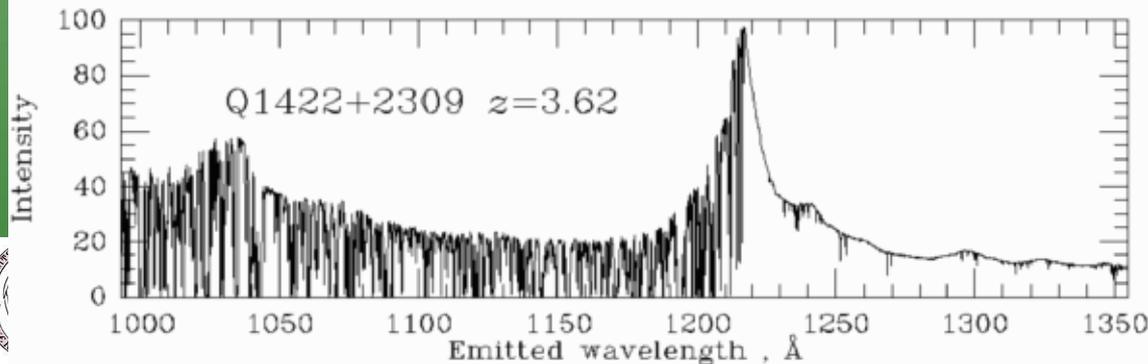
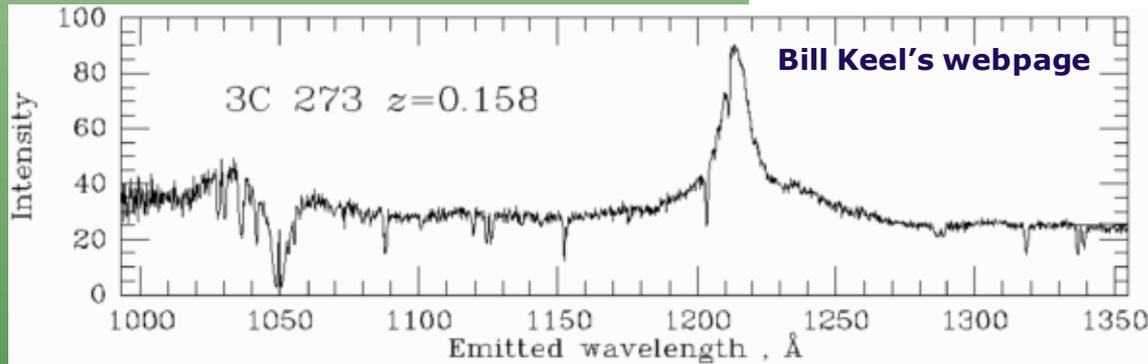
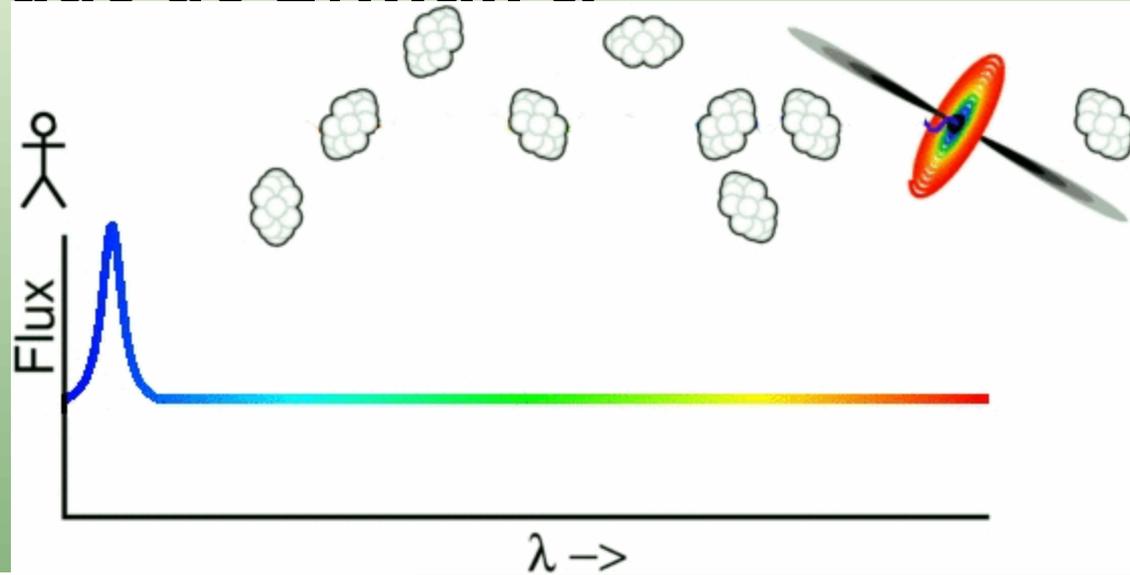


El medio intergaláctico está, en su mayor parte, en forma de nubes con material en estado neutro, en contraposición al gas ionizado que se encuentra en los cúmulos y es visible en rayos-X. Las nubes no son muy extensas ni densas, lo que hace muy difícil la detección de su emisión.

Una alternativa es estudiar el espectro de QSO muy lejanos, cuya luz tiene que atravesar un gran parte del Universo y además son bastante brillantes, por lo que son fáciles de detectar. En su viaje la luz atraviesa miles de nubes de gas, que absorben la radiación del QSO en ciertas longitudes de onda, produciendo el "bosque de Lyman α ".

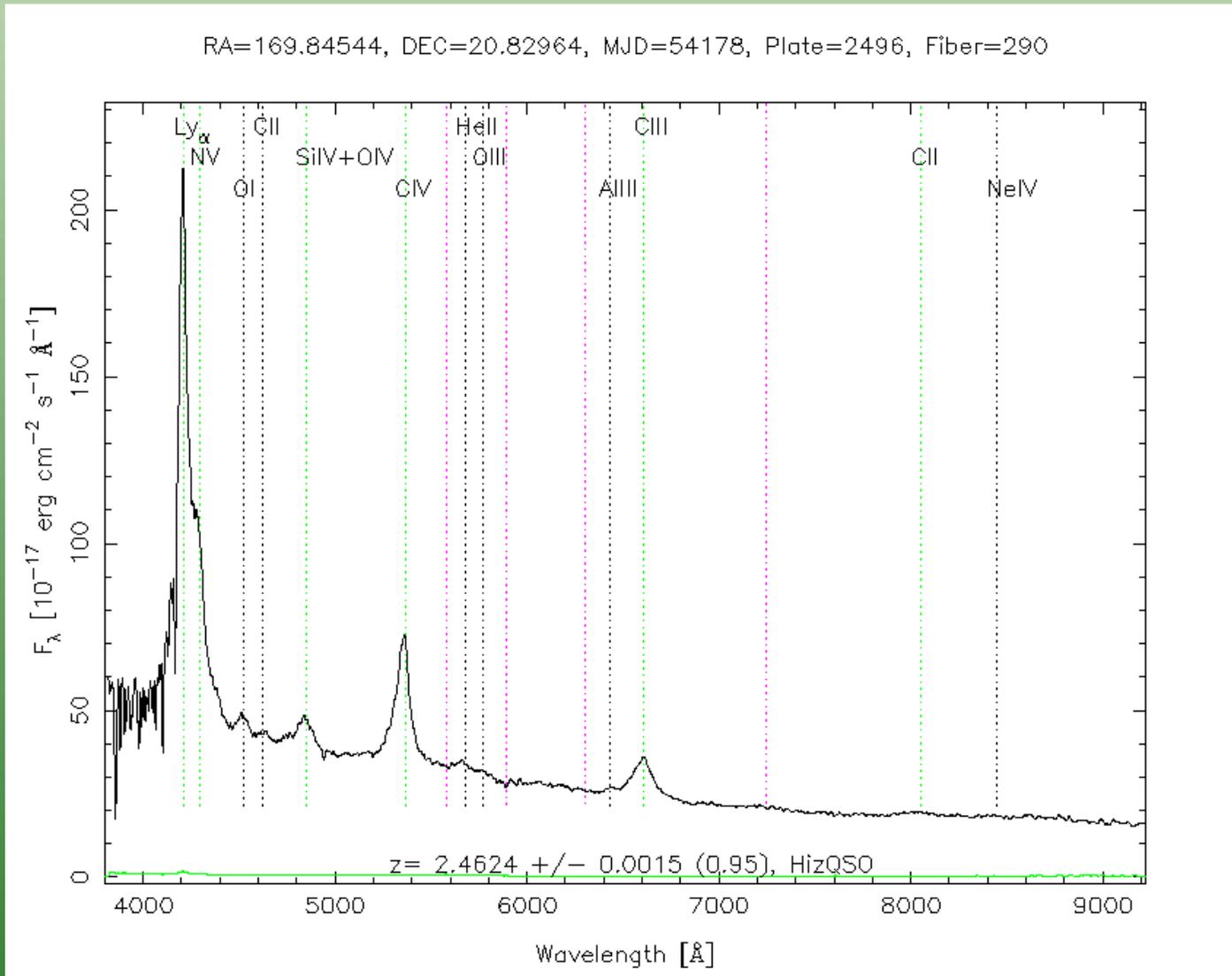


El bosque de Lyman α



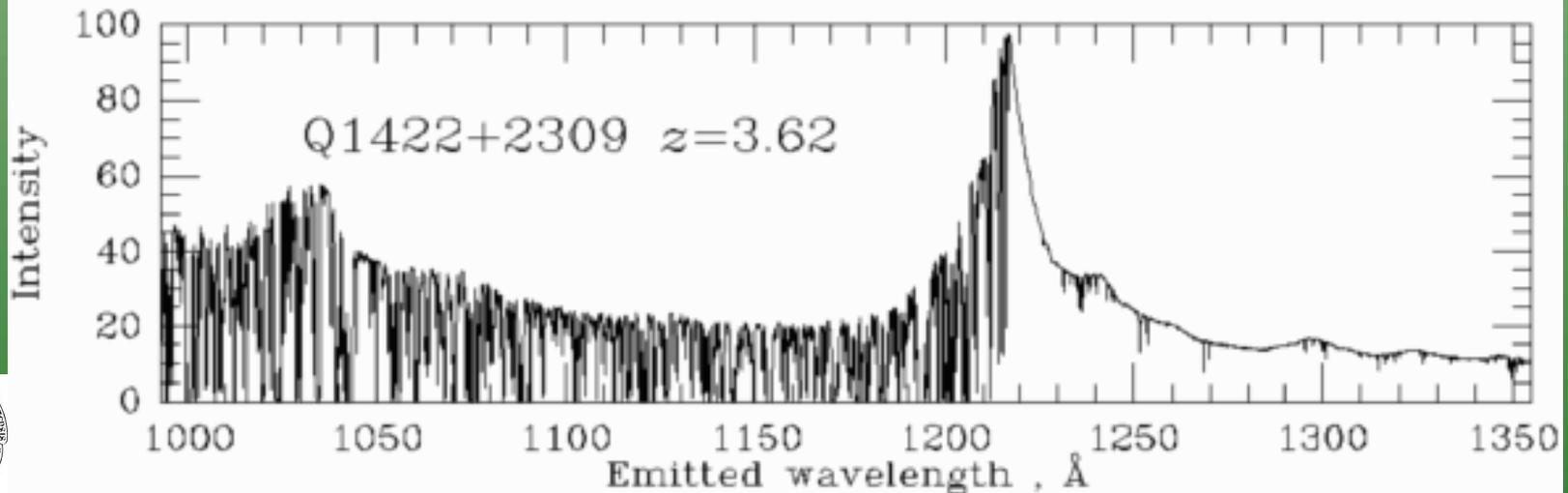
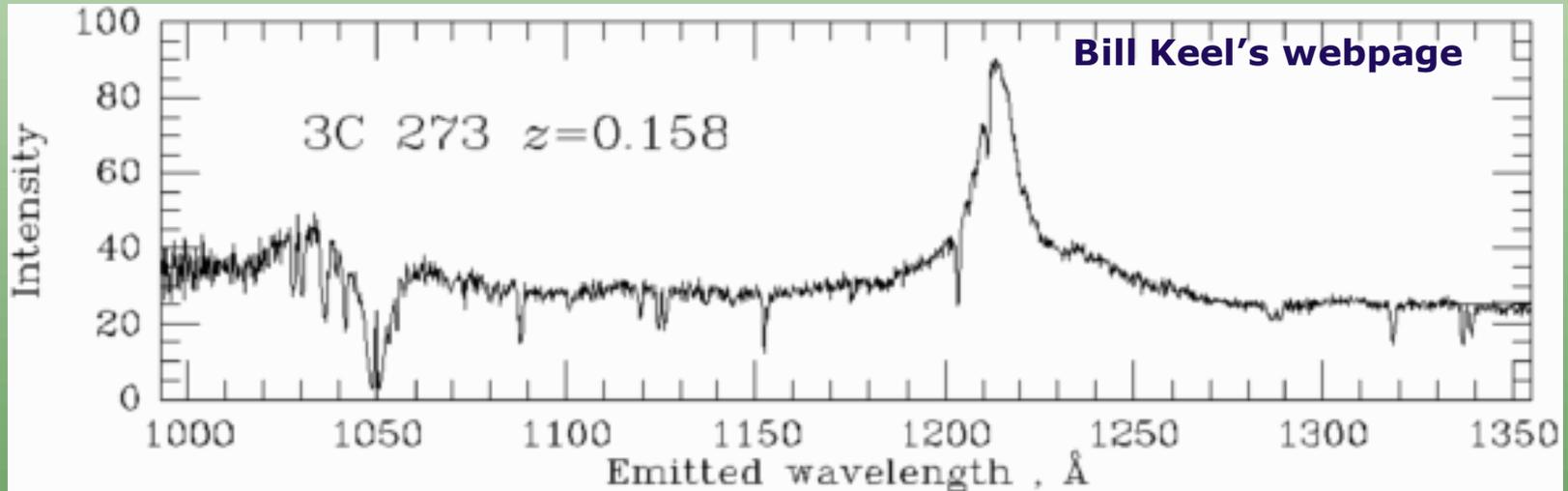
El bosque de Lyman α

El espectro de un QSO a alto redshift presenta típicamente emisión en la línea de Lyman α a 121.6 nm, desplazada al rojo por la expansión cósmica.



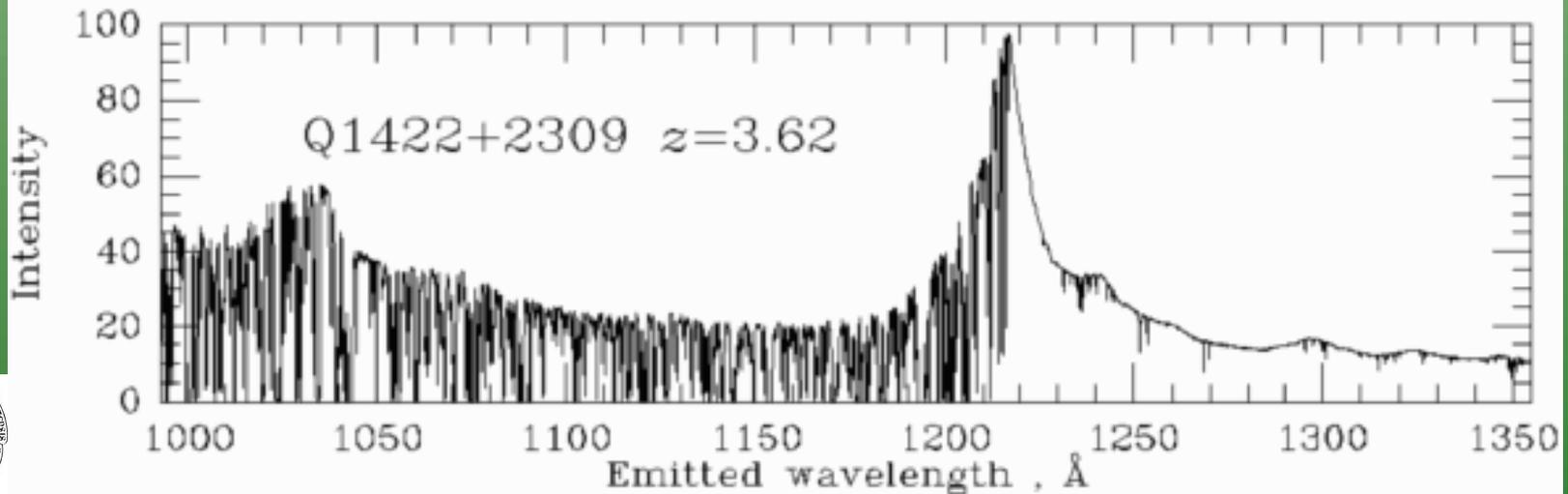
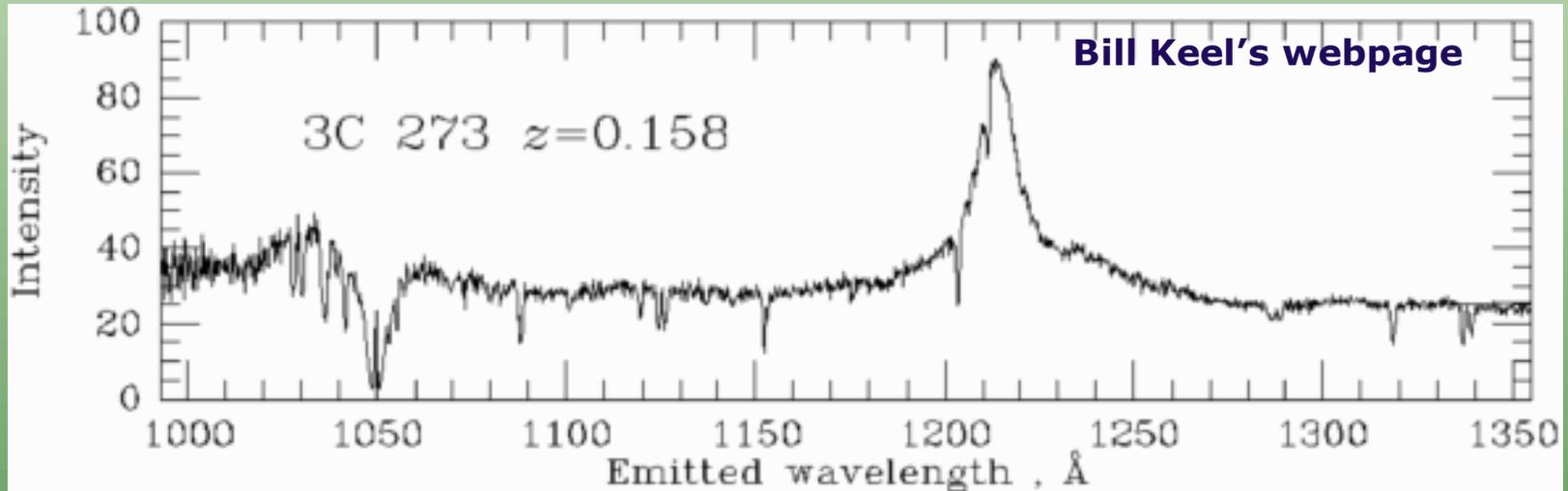
El bosque de Lyman α

Cuando la radiación del QSO viaja a través del Universo se encuentra con nubes de gas atómico y en ellas se produce absorción en la línea Ly α . Para un observador en estas nubes, la emisión del QSO también está desplazada al rojo. Su absorción está a $\lambda_{\text{Ly}\alpha} < \lambda_{\text{Ly}\alpha}(z_{\text{QSO}})$.



El bosque de Lyman α

Esta absorción se producirá en cada nube que atraviesa la radiación, a longitudes de onda cada vez más azules y cercanas a la de Ly α en reposo. La longitud de onda de cada absorción nos da la distancia a cada nube de gas. Cuanto más lejano es el QSO, más absorciones.

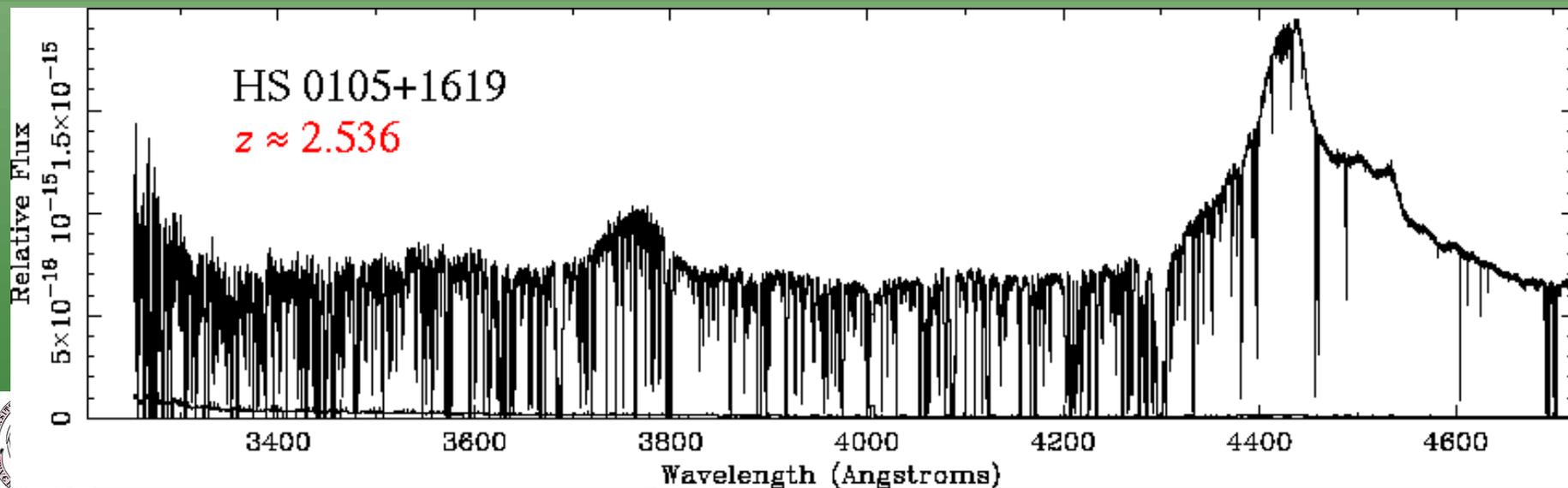


El bosque de Lyman α

Un espectro de un QSO a alto- z presenta tantas líneas que se habla del bosque de Ly- α . La masa de las nubes es pequeña, más pequeña que una galaxia enana, pero son muy numerosas.

La existencia del bosque de Ly-a nos dice que el medio intergaláctico no es un continuo de materia, sino que existen nubes dispersas, muchas veces formando pequeños grupos de nubes (es decir, la función de correlación de las nubes del Ly- α forest no es nula).

Además de las líneas de absorción de hidrógeno, también existen líneas de otros elementos, aunque son más difíciles de detectar (son más tenues pues hay menos material). Su redshift es el mismo que el de la absorción de Ly- α , y permiten estudiar la metalicidad de las nubes del IGM.



El bosque de Lyman α

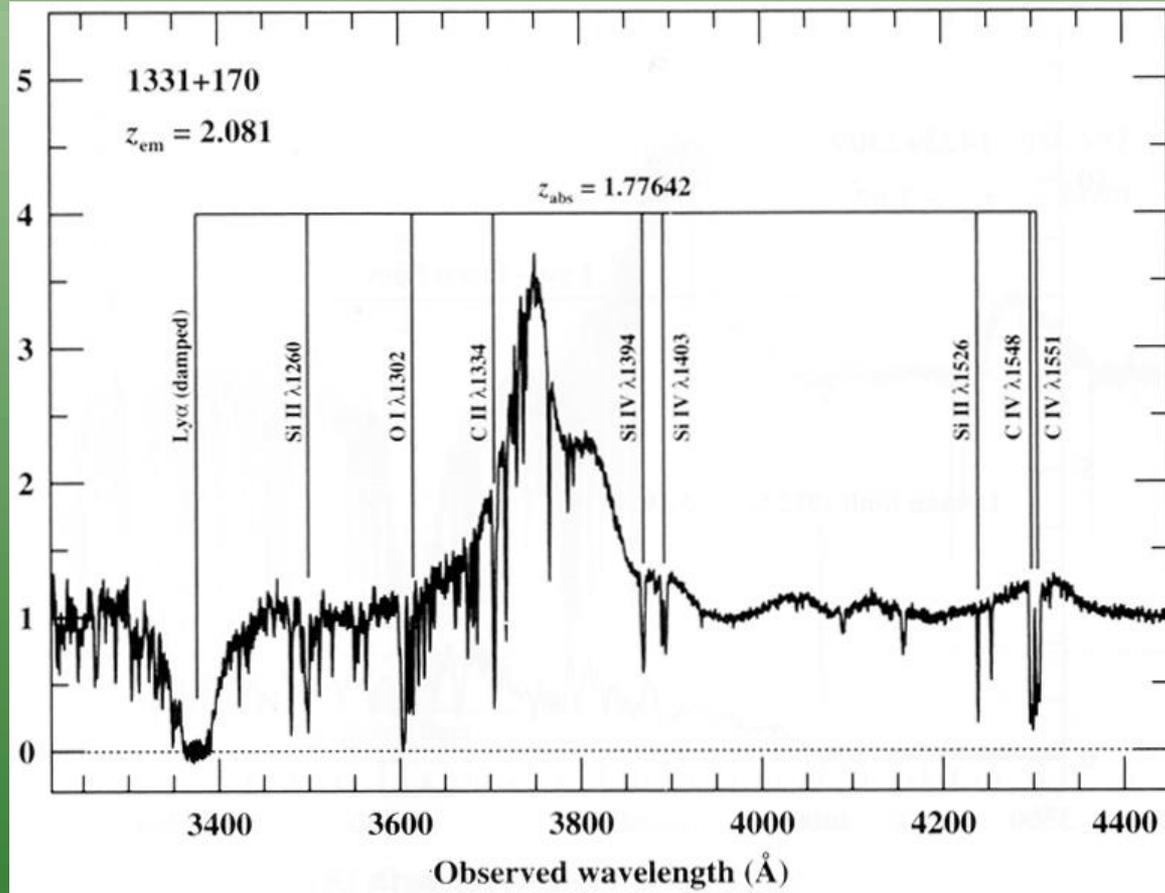
Entre los **elementos pesados** que se han detectado en el bosque de Lyman está el HeII primordial, el CIV, el MgII, el Si, Fe, Al, N y O. La presencia de estos elementos indica que muchas de las nubes del bosque de Lyman deben tener una pequeña componente de formación estelar o, más probablemente, están enriquecidas por galaxias cercanas, por lo que estas nubes deberían estar en las inmediaciones de galaxias visibles normales.

El **tamaño** de las nubes se obtiene a partir del estudio de QSO amplificados con imagen múltiple. Algunas nubes se ven en varias imágenes múltiples y otras no, lo que implica que su tamaño es menor que la galaxia amplificadora. Las masas son del orden de $10^{7-8} M_{\odot}$, con densidades de columna del orden de $10^{14-16} \text{ cm}^{-2}$ y temperaturas de 10^4 K , por lo que su gravedad interna es muy pequeña para **auto-sostenerse**. Quizás existen por la presión de gas externo o por la presencia de DM.

Utilizando la información del bosque de Lyman- α se ha estudiado la distribución de materia en el Universo. Aunque es un tema de investigación que todavía sigue, parece que el **gas atómico no presenta una estructura tan jerárquica** como las galaxias. Por ejemplo, se observan **nubes de gas en los voids**. Hay que pensar que las nubes del bosque Ly- α son tan pequeñas que no han podido producir formación estelar ni galaxias, por lo que no hay contradicción entre la existencia de voids de galaxias y la presencia de nubes de gas en ellos. Tampoco parecen formar cúmulos.

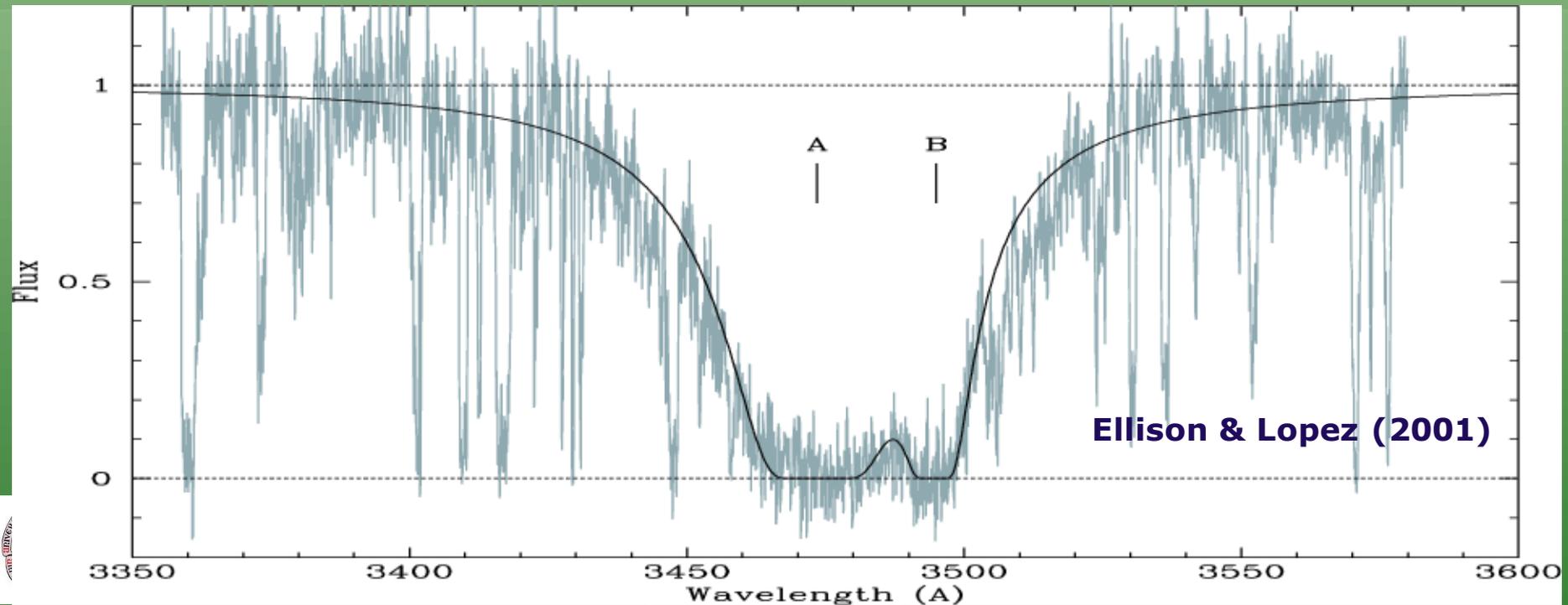
DLAs

Casi todas la absorciones del bosque de Ly- α están creadas por nubes de muy baja densidad ($<10^{17}$ cm $^{-2}$). Pero algunas tienen una densidad mil veces o hasta un millón de veces más alta que la media ($>10^{20}$ cm $^{-2}$, que implica medios ópticamente espesos para fotones Lyman) y perfiles de absorción muy anchos y profundos. Estos objetos se denominan sistemas DLA (Damped Lyman Alpha Systems). Estas nubes podrían dar lugar a formación estelar, y de hecho se piensa que son progenitores de galaxias.

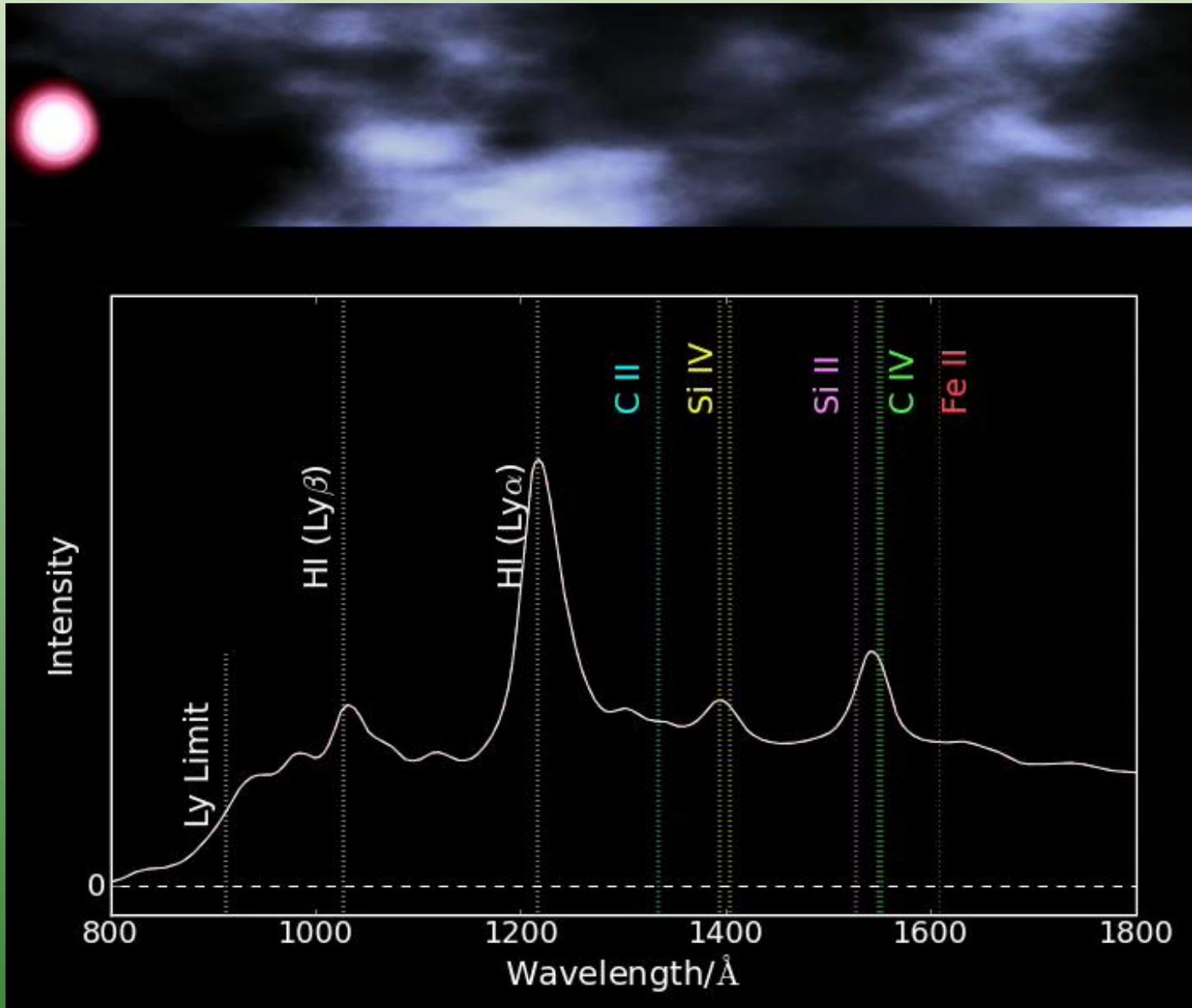


DLAs

La densidad de columna de los DLAs es típicamente mayor que 10^{20} cm^{-2} , parecida a la densidad de gas HI en las partes más externas de los discos de galaxias espirales. Esto lleva a pensar que los DLAs son gas que está cayendo en galaxias y que hoy serían parte de los discos de las espirales. De hecho, la densidad total de gas en los DLAs es parecida a la densidad de HI en las galaxias cercanas. Para muchos DLAs se suelen ver galaxias cercanas al mismo redshift cerca de la posición del QSO (y su **clustering** es parecido). Además, la densidad de gas en DLAs ha permanecido constante a $0.7 < z < 5$, lo que implica que los DLAs se rellenan con gas más tenue e ionizado que colapsa a los DLAs.



Ly- α forest y DLAs

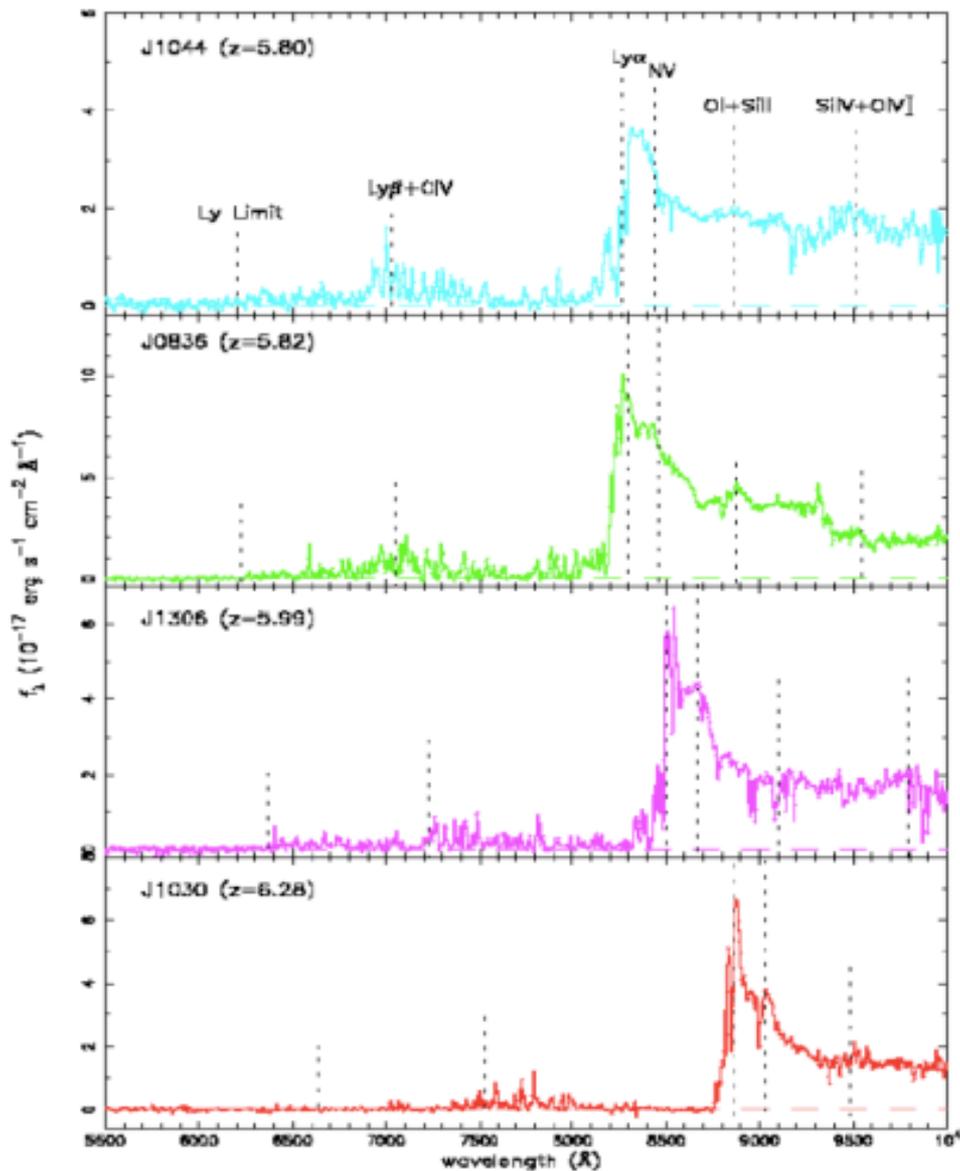


http://www.cosmocrunch.co.uk/media/dla_credited.mov

Andrew Pontzen:



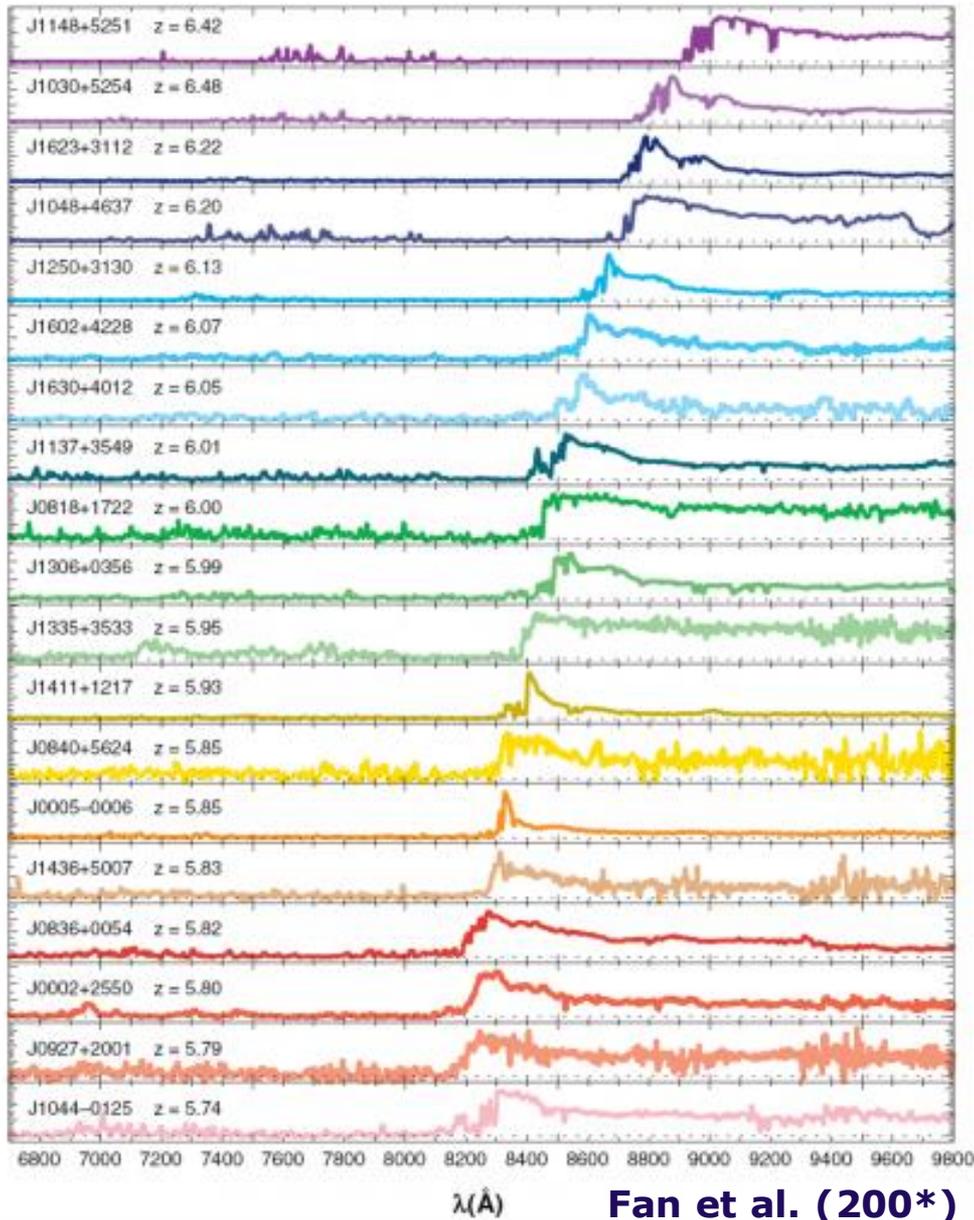
El efecto Gunn-Peterson



Para una fracción importante de QSO el bosque de Ly- α es tan espeso que prácticamente toda la emisión del QSO a longitudes de onda por debajo de Lyman α es absorbida. Esto provoca que el continuo a longitudes de onda por debajo de Ly- α sea mucho más débil que por encima (lo que facilita la identificación de una línea de emisión como Ly- α). Este es el llamado efecto Gunn-Peterson.



El efecto Gunn-Peterson



Para QSO a $z \leq 6$ el espectro del bosque de Ly presenta absorciones de nubes discretas, lo que significa que no hay gas HI entre esas nubes (lo que es consistente con que las nubes están sustentadas por presión del gas IGM ionizado).

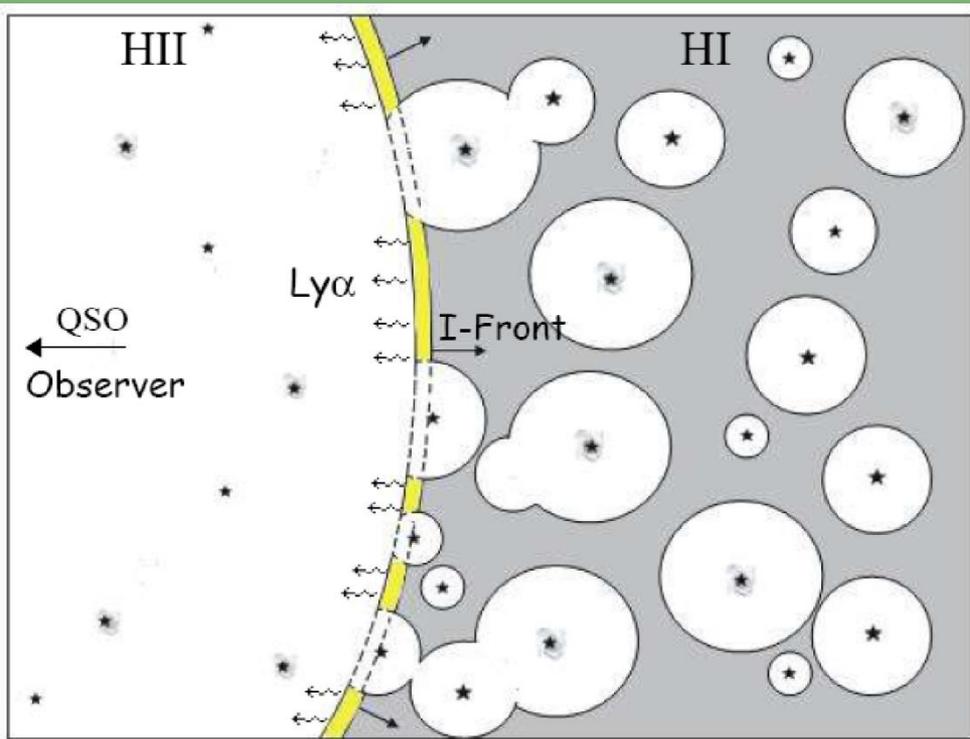
Sin embargo, para QSO por encima de ese redshift toda la luz por debajo de la línea Ly- α del QSO ha sido absorbida. Esto se conoce como el corte de Gunn-Peterson. Esto implica un proceso de reionización en el Universo a $z \sim 6$, que debió producirse después de la época de recombinación a $z \sim 1000$ (todo era HI). Este es un gran problema cosmológico.

Reionización

La existencia del corte de Gunn-Peterson, que fue buscada durante muchos años, parece ahora haberse encontrado. Implica que el Universo, que sufrió una recombinación en torno a $z \sim 1000$ donde el medio se hizo neutro y dejó que la luz se transmitiera por el medio (se suele) hablar de que el Universo se hizo transparente, debió sufrir un proceso de reionización en torno a $z = 6-10$ o más allá. Los causantes de esa reionización están siendo buscados en la actualidad, y podrían ser QSO a muy alto- z o las primeras galaxias, que expulsaron energía al medio circundante al formar estrellas (p.e., por explosiones de SN) e ionizaron zonas cercanas que en

algún momento se unieron y dejaron el Universo ionizado en su mayor parte, solo con algunas zonas en estado neutro, que serían las responsables del bosque de Lyman.

Además ese IGM ionizado parece contener metales que provendrían de esa formación estelar inicial. Esos metales son más fáciles de observar en regiones inter-nube más que en las nubes responsables del bosque de Lyman.



Distorsión cósmica

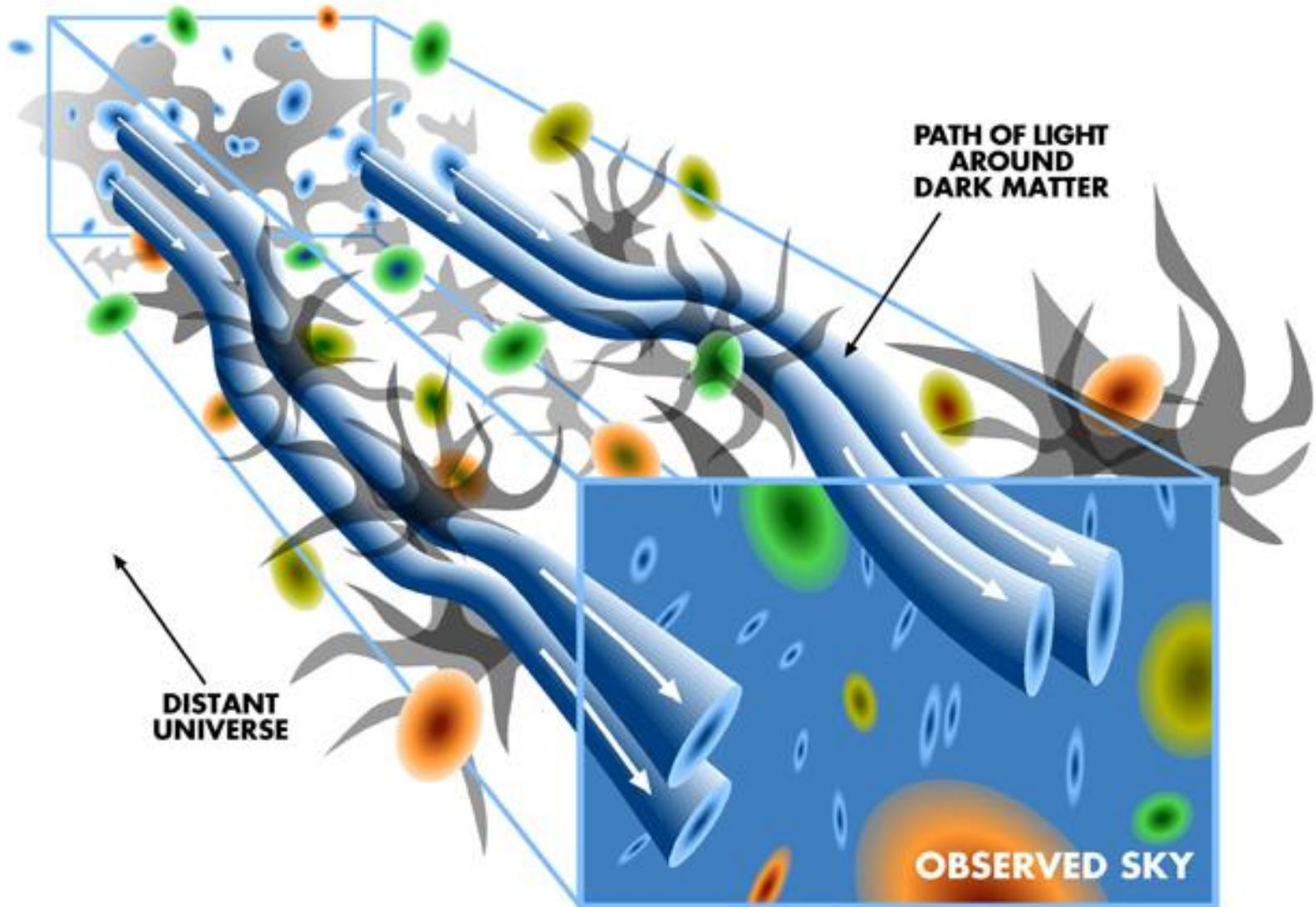
Todos los métodos para estimar masas de galaxias y cúmulos apuntan a la existencia de **materia oscura**. La cuestión es si la materia oscura y la materia visible presentan una distribución parecida. Los modelos de formación de galaxias establecen que la formación estelar sigue a la materia oscura, que se distribuye en una red cósmica gobernada por procesos de fusión (**modelo jerárquico**).

Como la materia oscura no emite ni absorbe luz, su **distribución solo se puede estudiar por los efectos gravitatorios** que produce en las curvas de rotación de las galaxias o en las velocidades de las estrellas o galaxias en un cúmulo. Pero en las grandes estructuras el Teorema del Virial no se aplica y el estudio se complica.

El efecto de lente gravitacional es una posibilidad para estudiar la materia oscura. Una componente de masa difusa, con quizás pequeñas sobredensidades, puede producir un efecto de **lente gravitacional** a un nivel mucho más bajo que el de los cúmulos de galaxias. De hecho el efecto más importante serían pequeñas distorsiones de las imágenes de galaxias lejanas, de manera parecida a las imágenes de objetos del fondo de una piscina, que se ven afectados por la presencia de olas en la superficie.



Distorsión cósmica



Distorsión cósmica

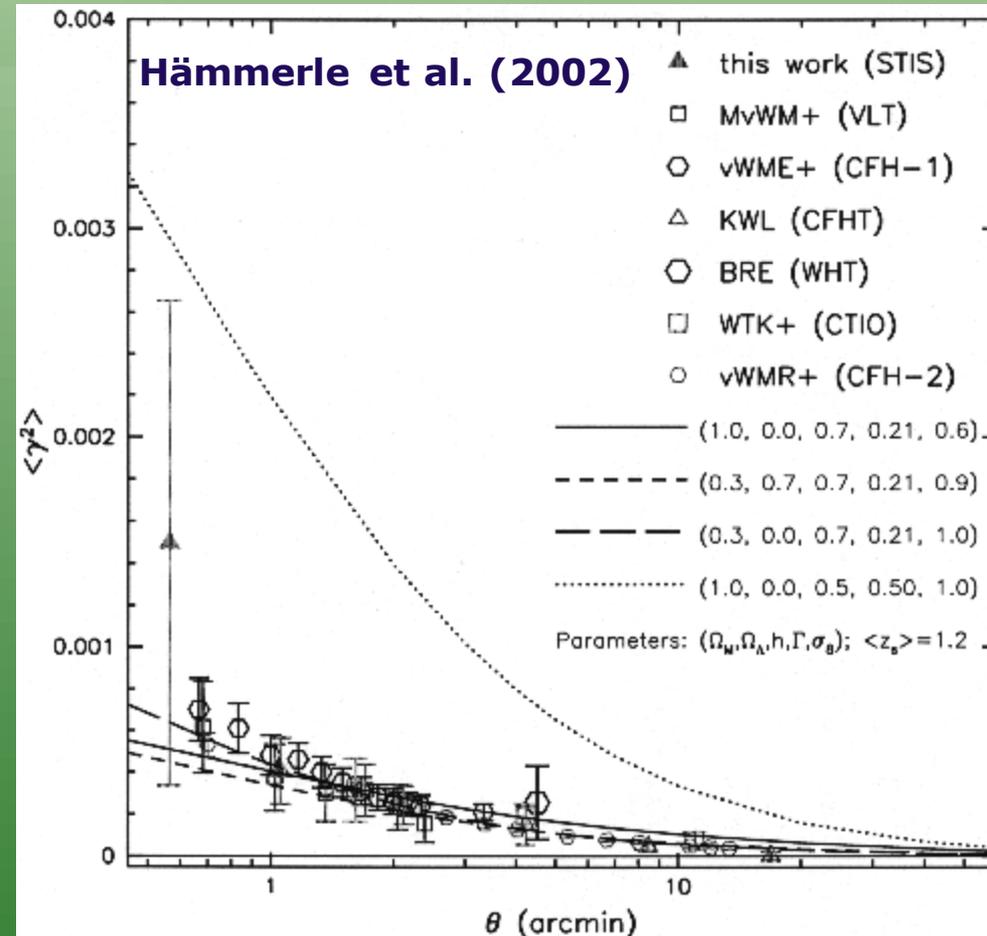
La medida del "cosmic shear" no es fácil, porque a priori no sabemos la forma de las galaxias para las que debemos estudiar las distorsiones. El método más utilizado consiste en estudiar objetos cercanos en el cielo, cuya distorsión debe producirse en la misma dirección. Estudiando las distorsiones medias en regiones pequeñas del cielo para grupos de galaxias cercanas se puede estudiar la cantidad de materia oscura necesaria para producir esas distorsiones.

distorsiones.

Los resultados preliminares de la distorsión cósmica establecen que efectivamente la materia oscura y la bariónica tienen una LSS parecida.

Además estos estudios permiten obtener parámetros cosmológicos esenciales para el estudio de la evolución de galaxias, como Ω_m , Ω_Λ , h , Γ y σ_8 .

Las distorsiones observadas son del orden del 1% o menores, por lo que se necesitan normalmente imágenes HST.



7.6.Descripción física de la estructura cósmica

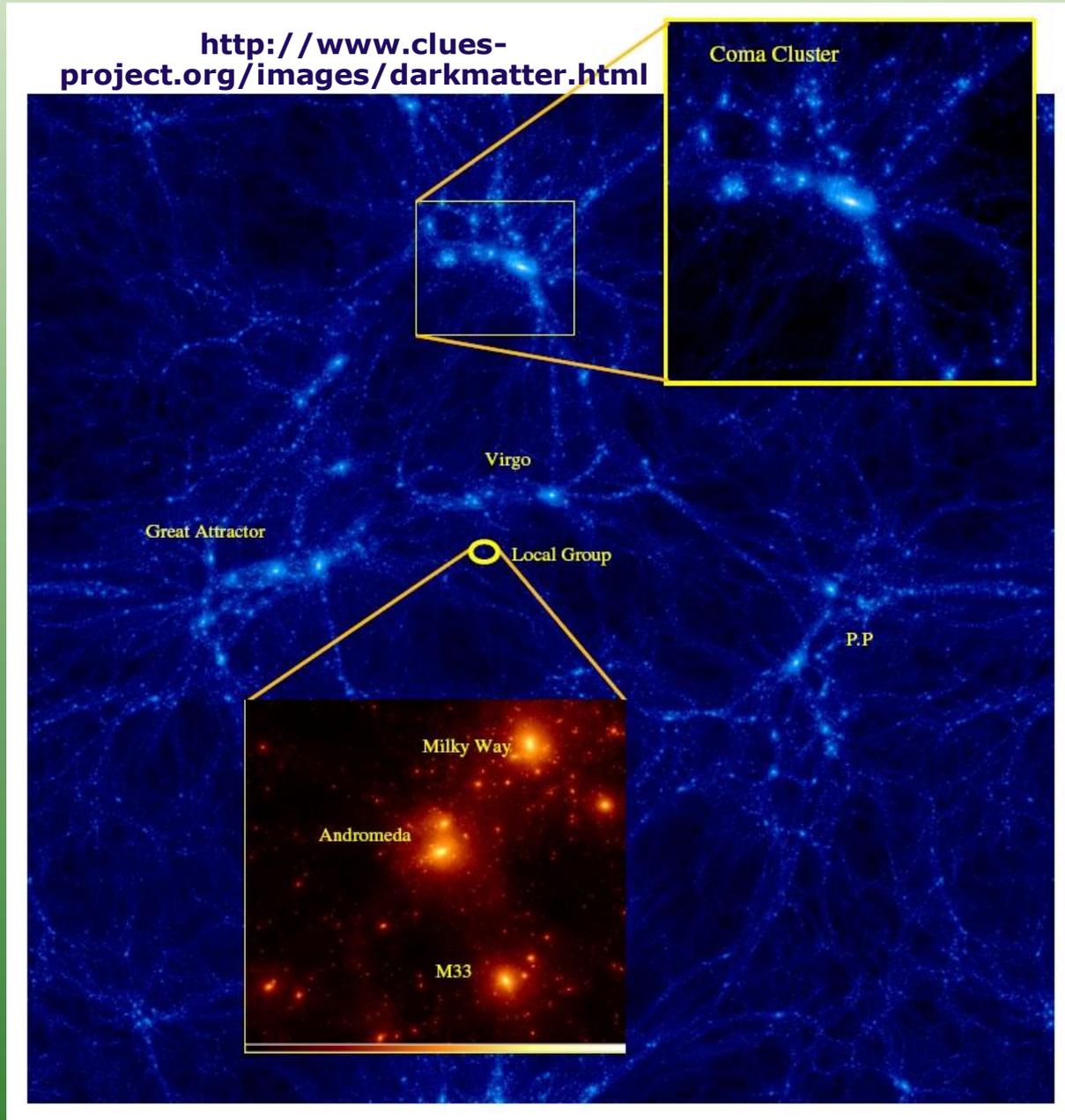
Los estudios sobre la LSS establecen que el Universo es homogéneo en escalas del orden de 200 Mpc. Las observaciones deben compararse con simulaciones de la formación de estructuras para avanzar en nuestro conocimiento sobre el origen del Universo.

Por ejemplo, el tipo de DM que utilizan los modelos puede tener un gran efecto en la formación de estructuras. En este sentido los modelos actuales utilizan CDM, que serían partículas que se mueven muy lentamente y son muy pesadas. **Los modelos que se basan en la HDM (neutrinos) son muy diferentes de los de CDM**, en el sentido de que la formación de estructuras sería del arriba a abajo, con los supercúmulos formándose pronto en la historia del Universo y luego disgregándose en entidades más pequeñas.

Las simulaciones no producen resultados en los que se pueda comparar la posición exacta de las galaxias con las observaciones reales. Por ello hay que cuantificar la distribución de materia en los modelos y **comparar con la observada en la realidad desde el punto de vista estadístico.**



7.6.Descripción física de la estructura cósmica



7.6.Descripción física de la estructura cósmica

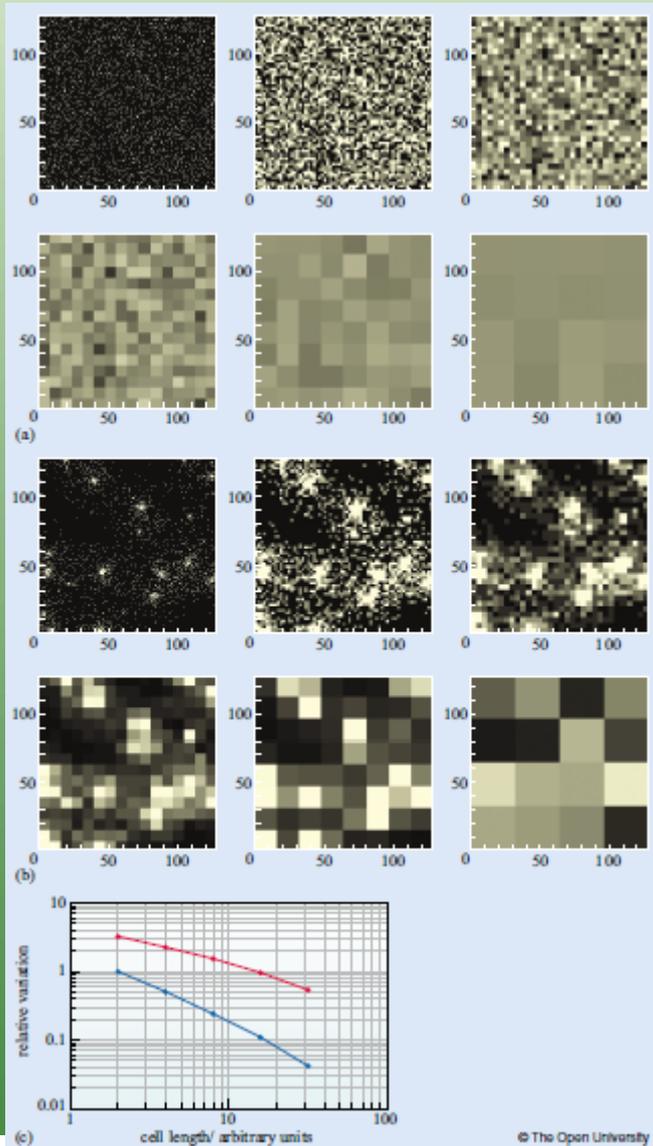
Para describir la estructura cósmica se utilizan métodos estadísticos para medir las propiedades de una distribución de materia.

El método más simple es el del **conteo en celdas**. Idealmente se debe hacer en 3-D, pero el redshift es un problema y es más usual verlo en 2-D. El método consiste en medir sobredensidades con respecto a una distribución aleatoria de referencia, y hacerlo en datos observacionales y de simulaciones, para aprender cómo se comporta el Universo a través de la comparación.

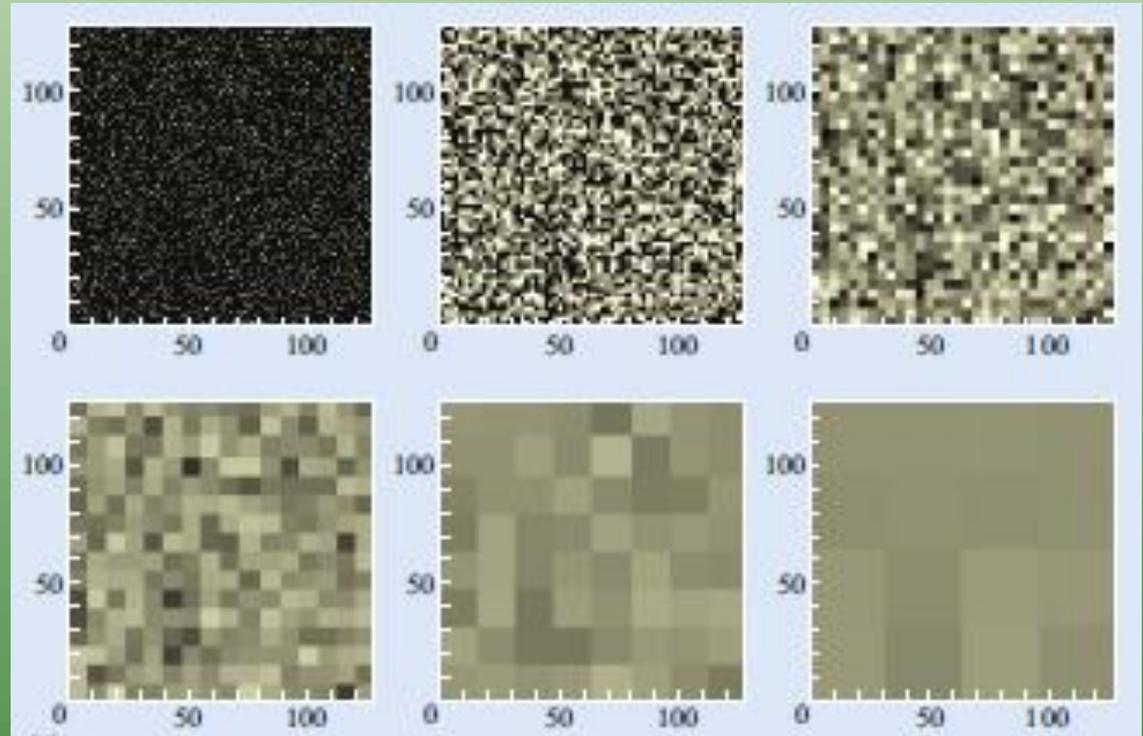
El conteo en celdas se puede realizar para distintos tamaños de celda y comparar cómo varía la densidad de cada celda con respecto a la media a distintas escalas. Si el Universo es homogéneo a cierta escala el conteo de celdas debe dar valores de la densidad relativa decrecientes a medida que nos vamos a escalas más grandes. Además el gradiente de la medida de la estructura con respecto a la escala de distancias nos da información de cuán concentrada está la materia.



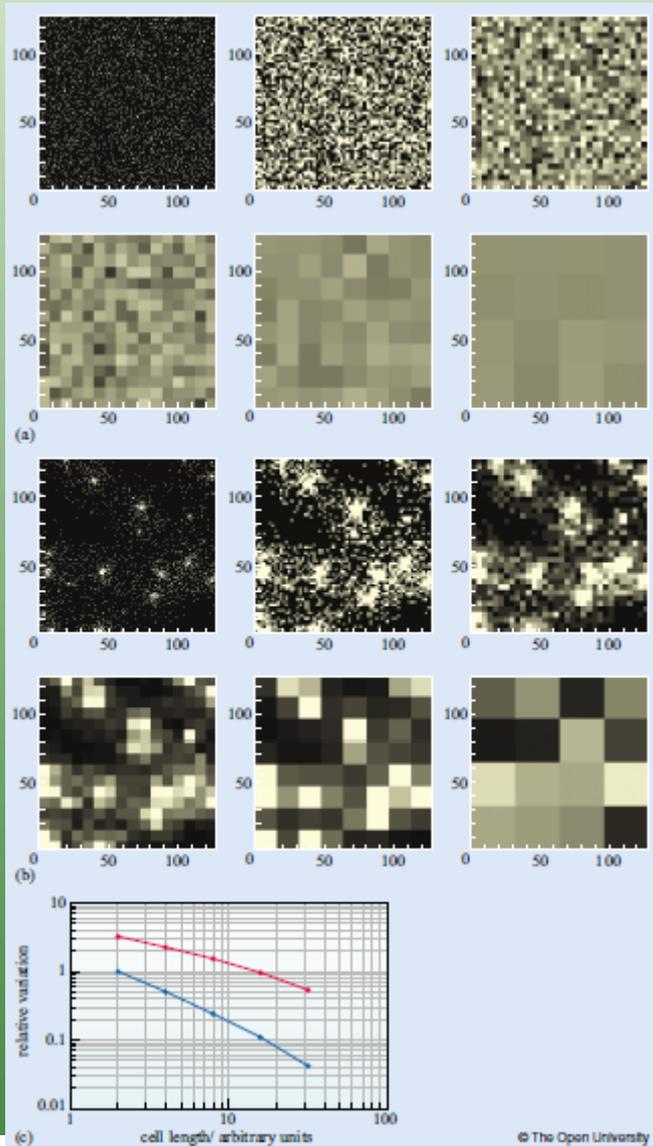
7.6. Descripción física de la estructura cósmica



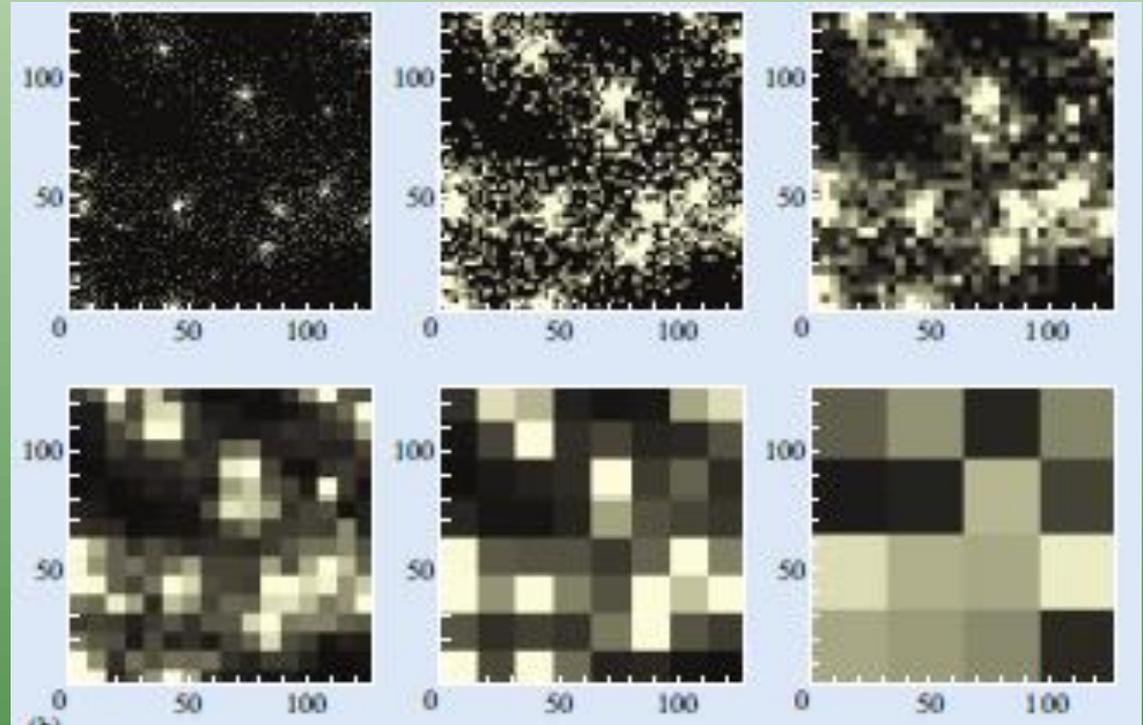
J&L07



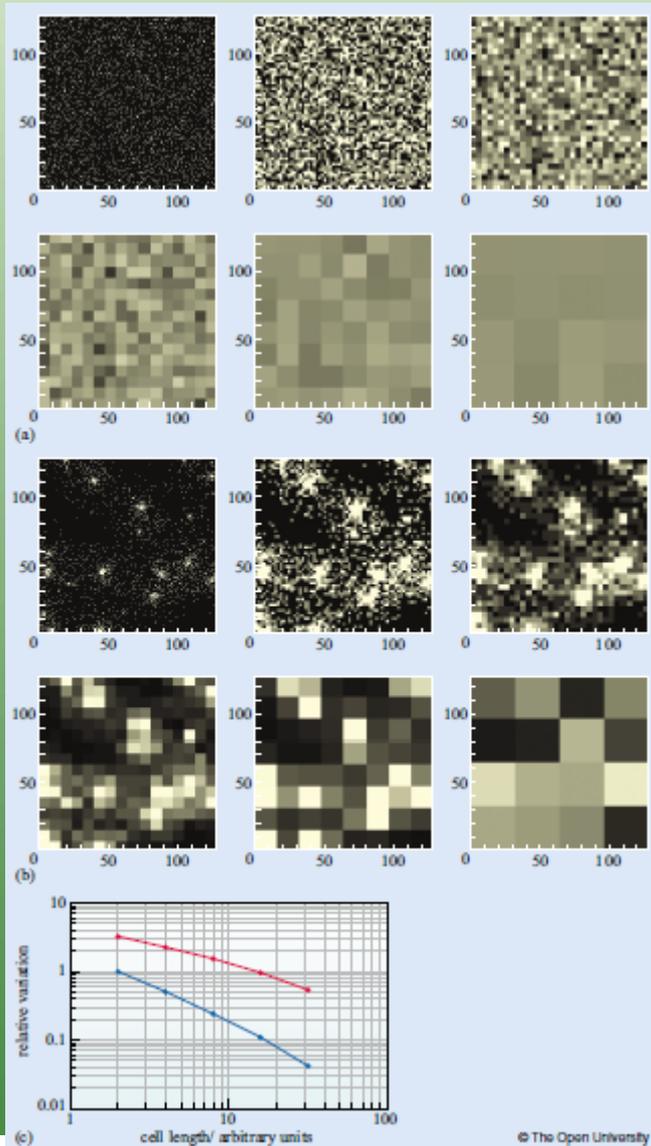
7.6.Descripción física de la estructura cósmica



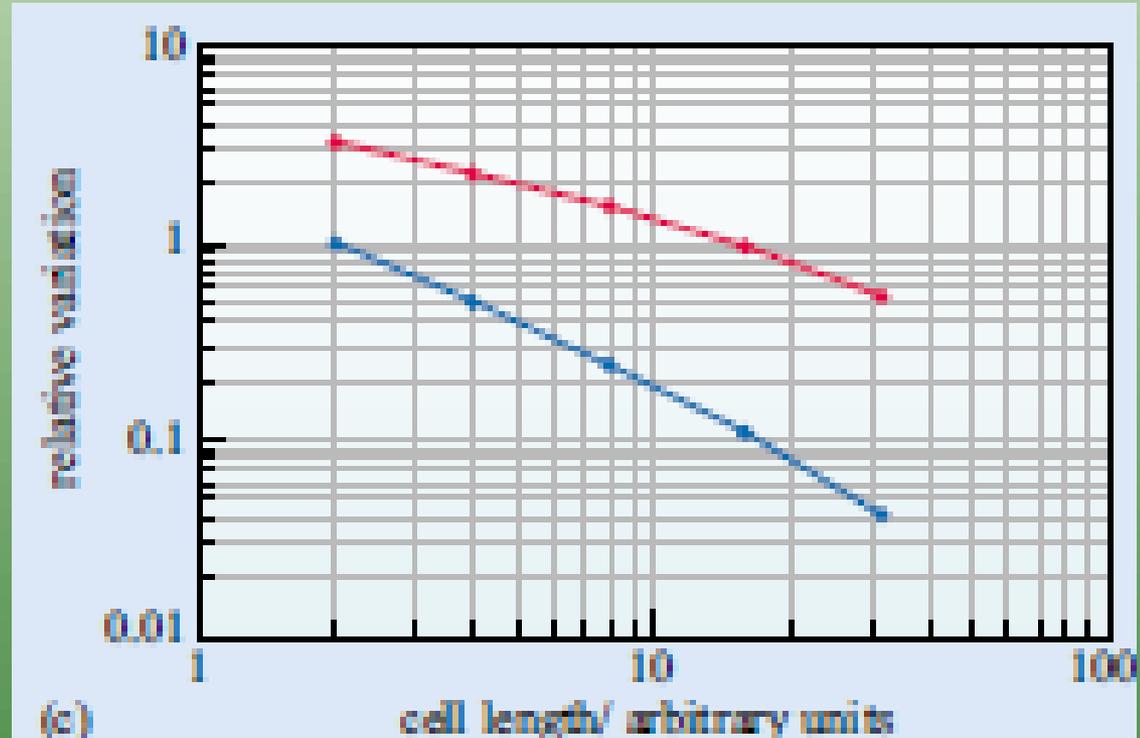
J&L07



7.6.Descripción física de la estructura cósmica

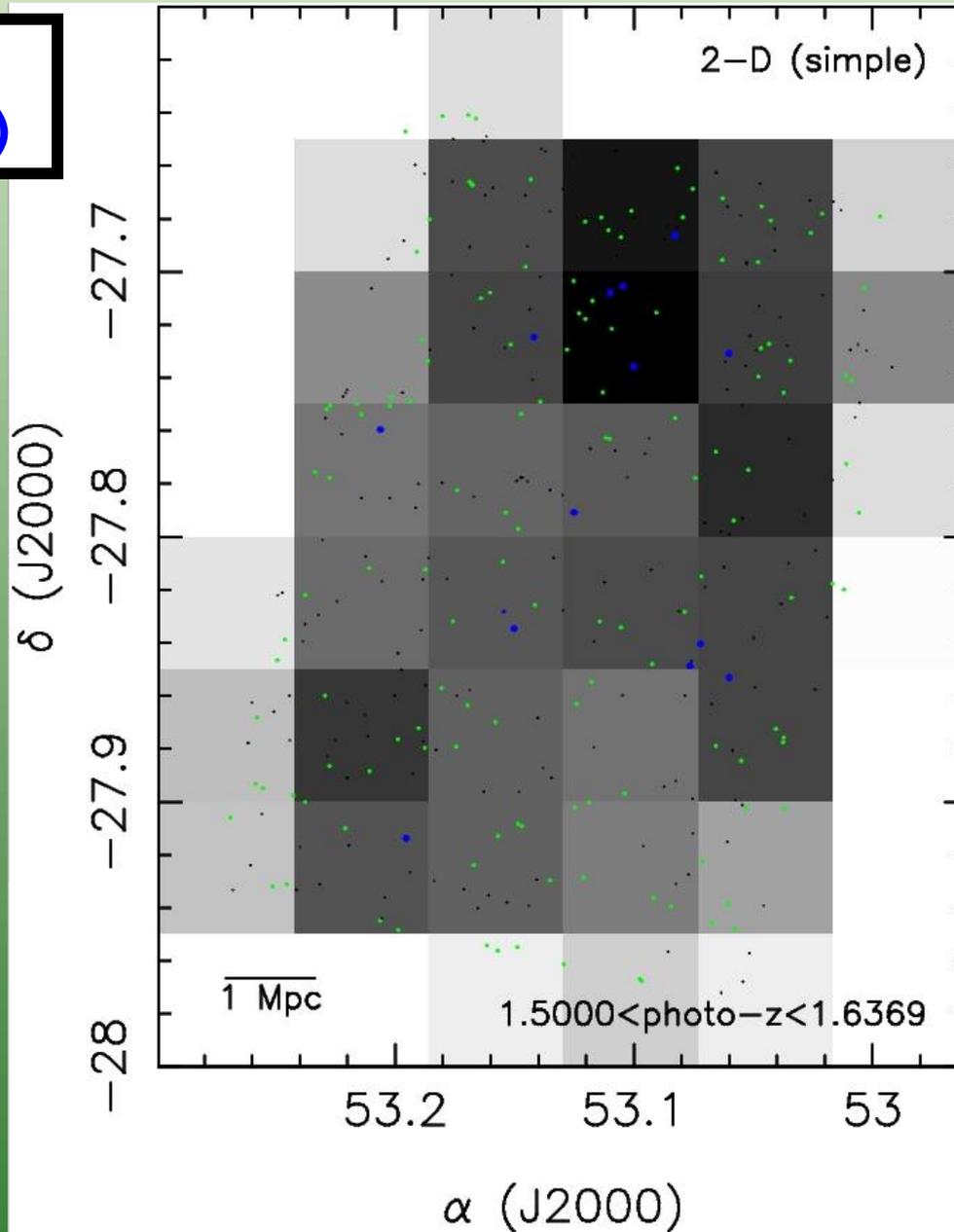


J&L07



Métodos de detección de cúmulos

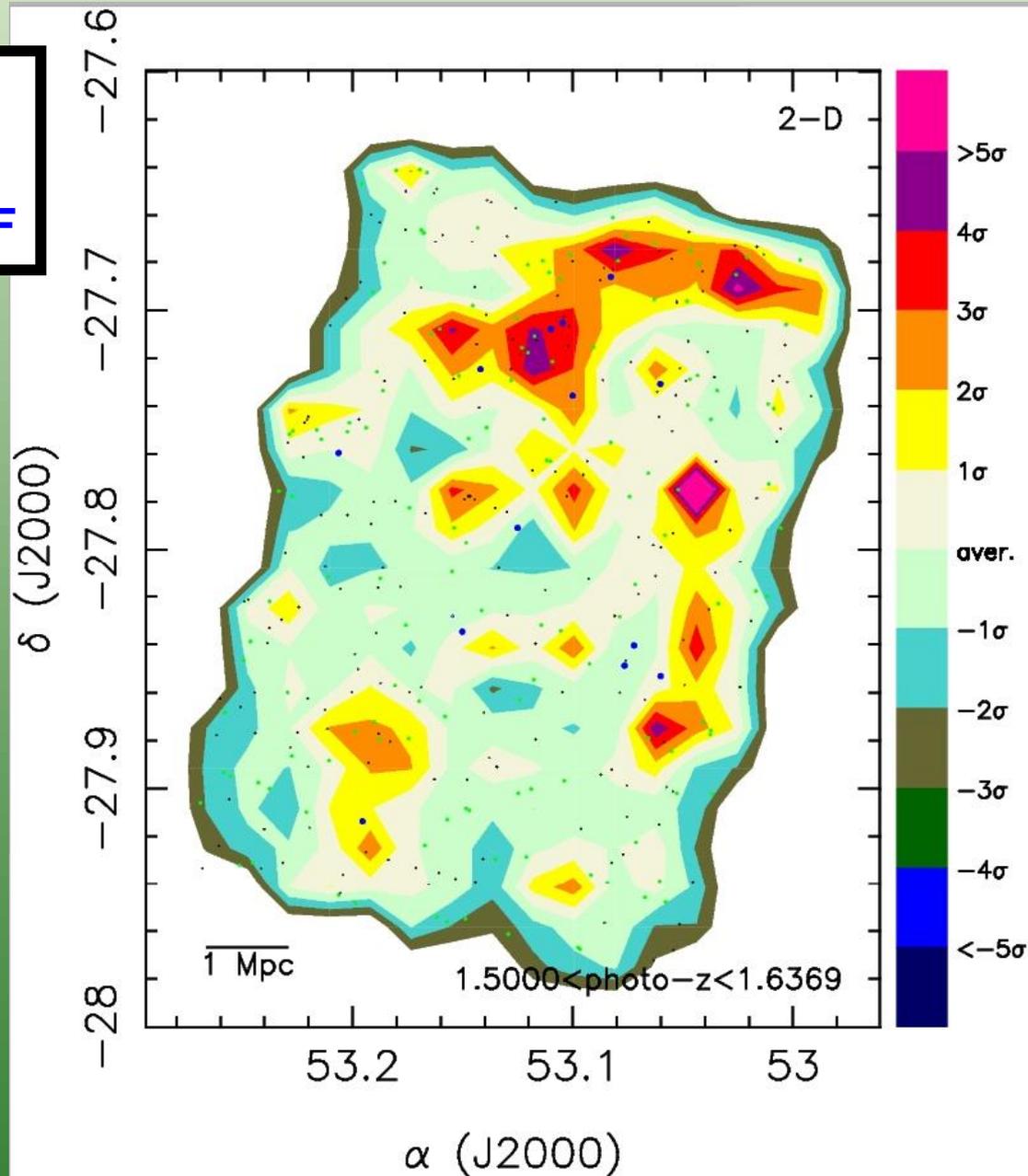
Method 1:
2-D (simple)



Pérez-González et al. (in preparation)

Métodos de detección de cúmulos

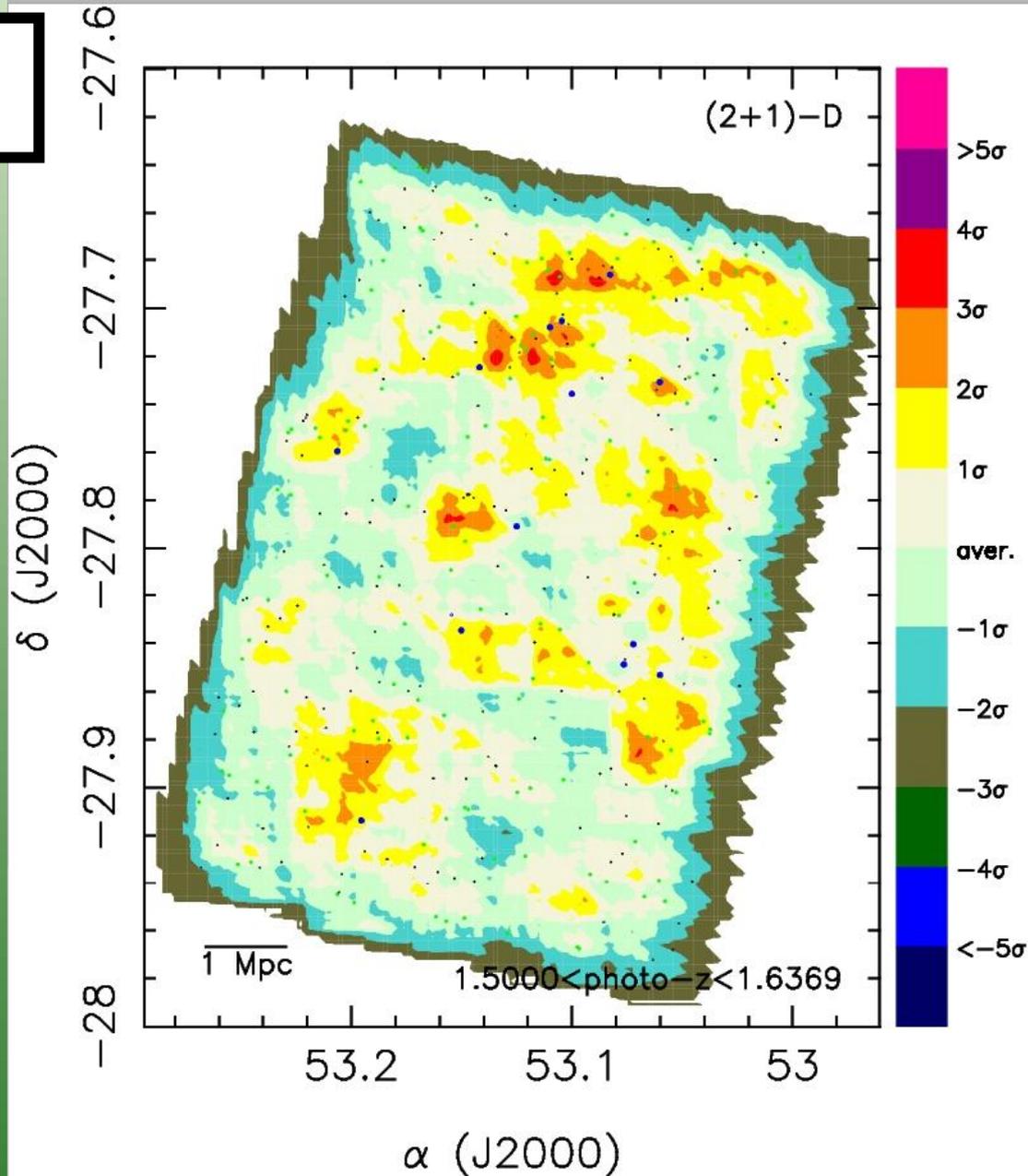
Method 2:
2-D,
similar to FoF



Pérez-González et al. (in preparation)

Métodos de detección de cúmulos

Method 3:
(2+1)-D

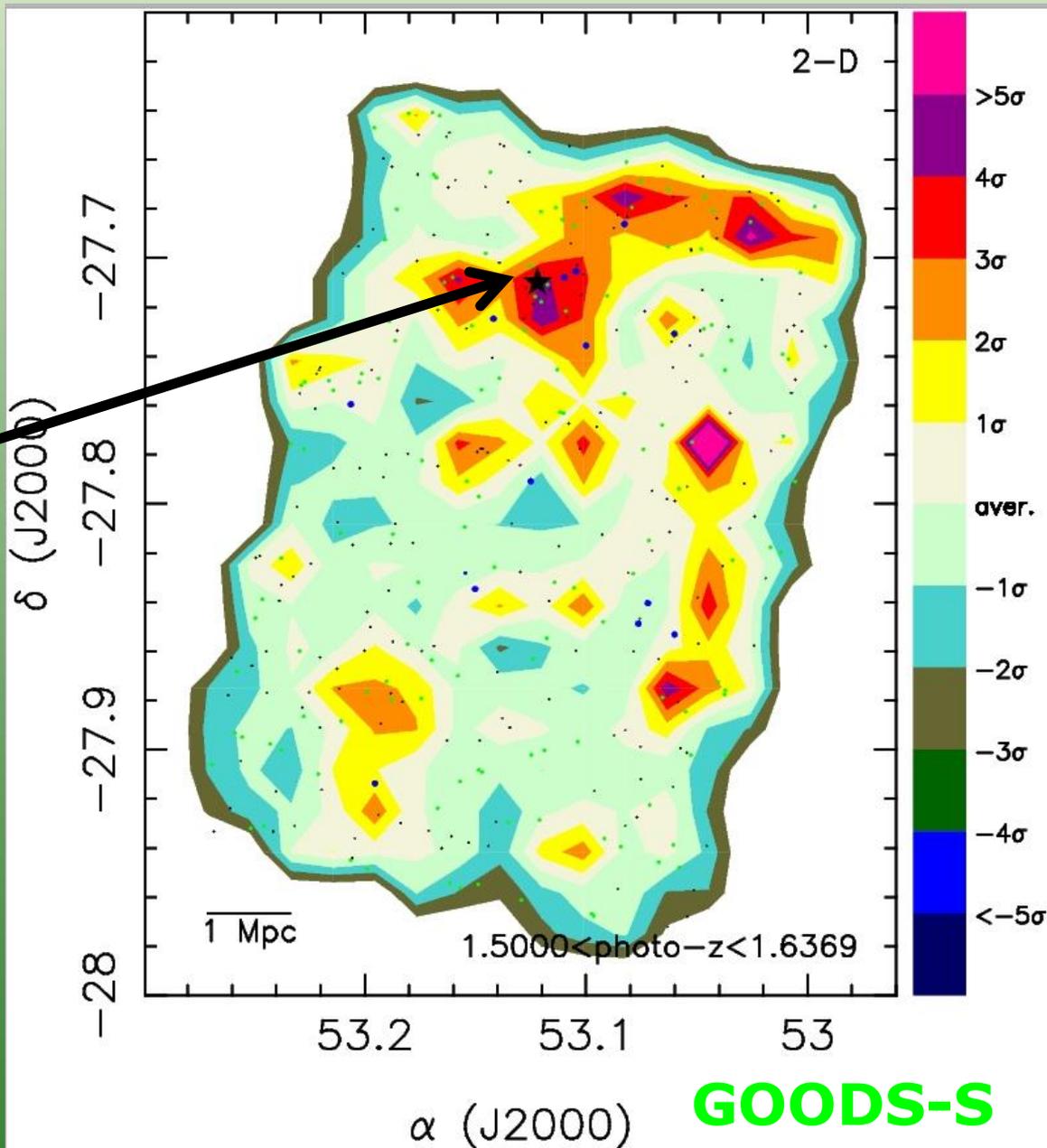


Pérez-González et al. (in preparation)

Métodos de detección de cúmulos

Literature comparison:

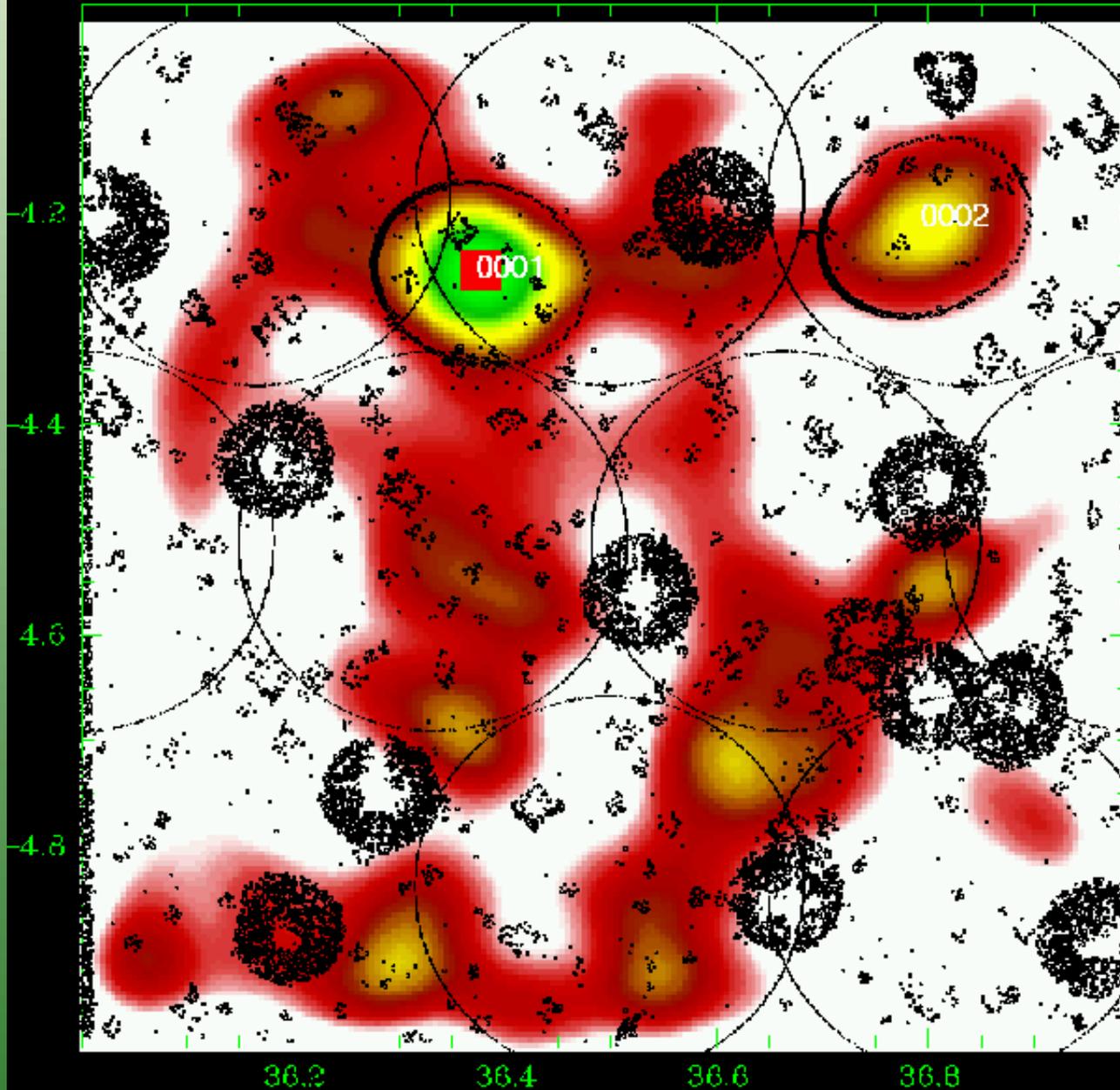
Castellano et al. (2007) reported a forming cluster at $z=1.6$ in GOODS-S



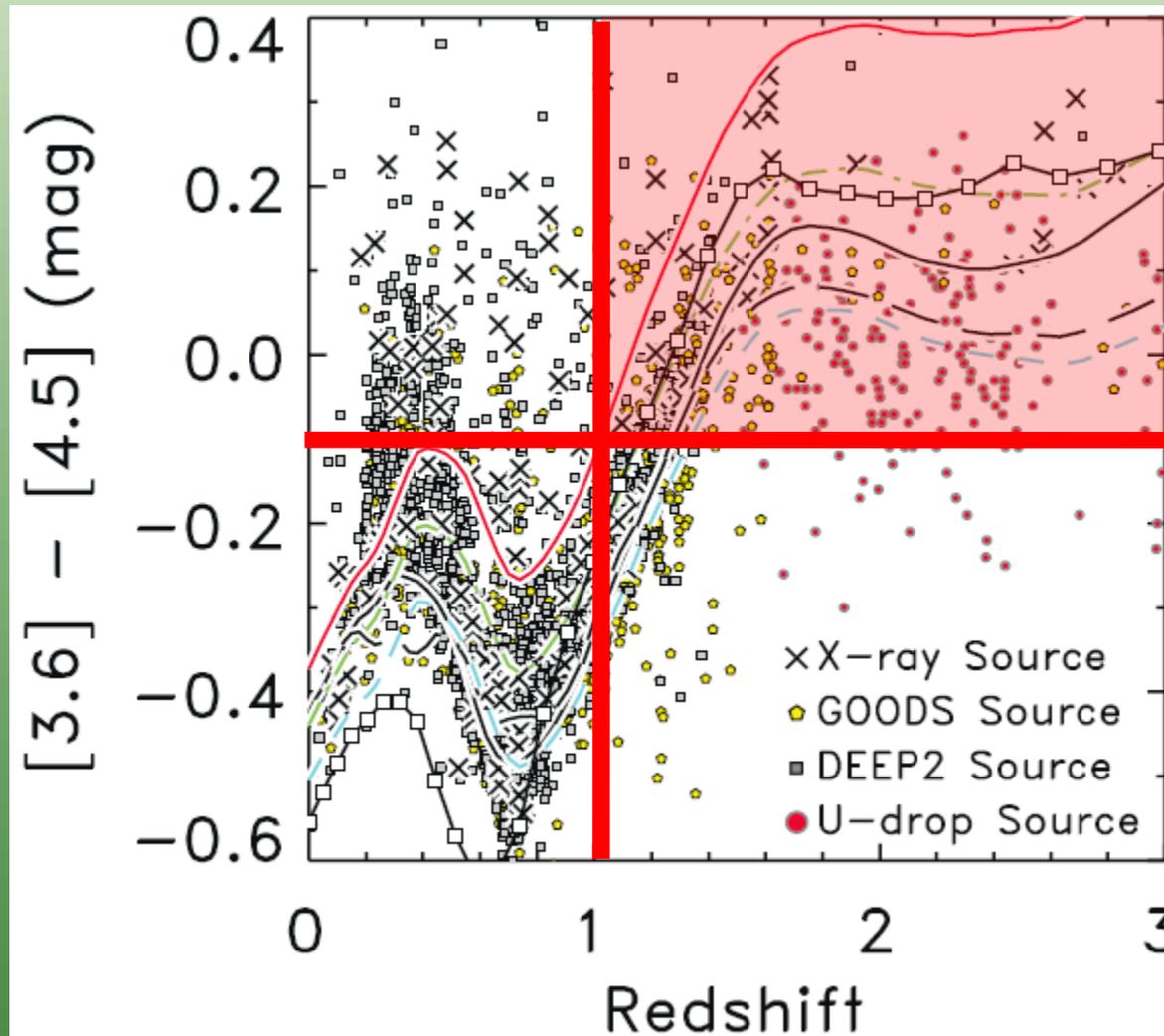
Pérez-González et al. (in preparation)

Métodos de detección de cúmulos

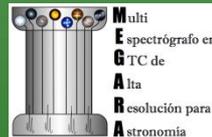
Mazurre et al. (2007)



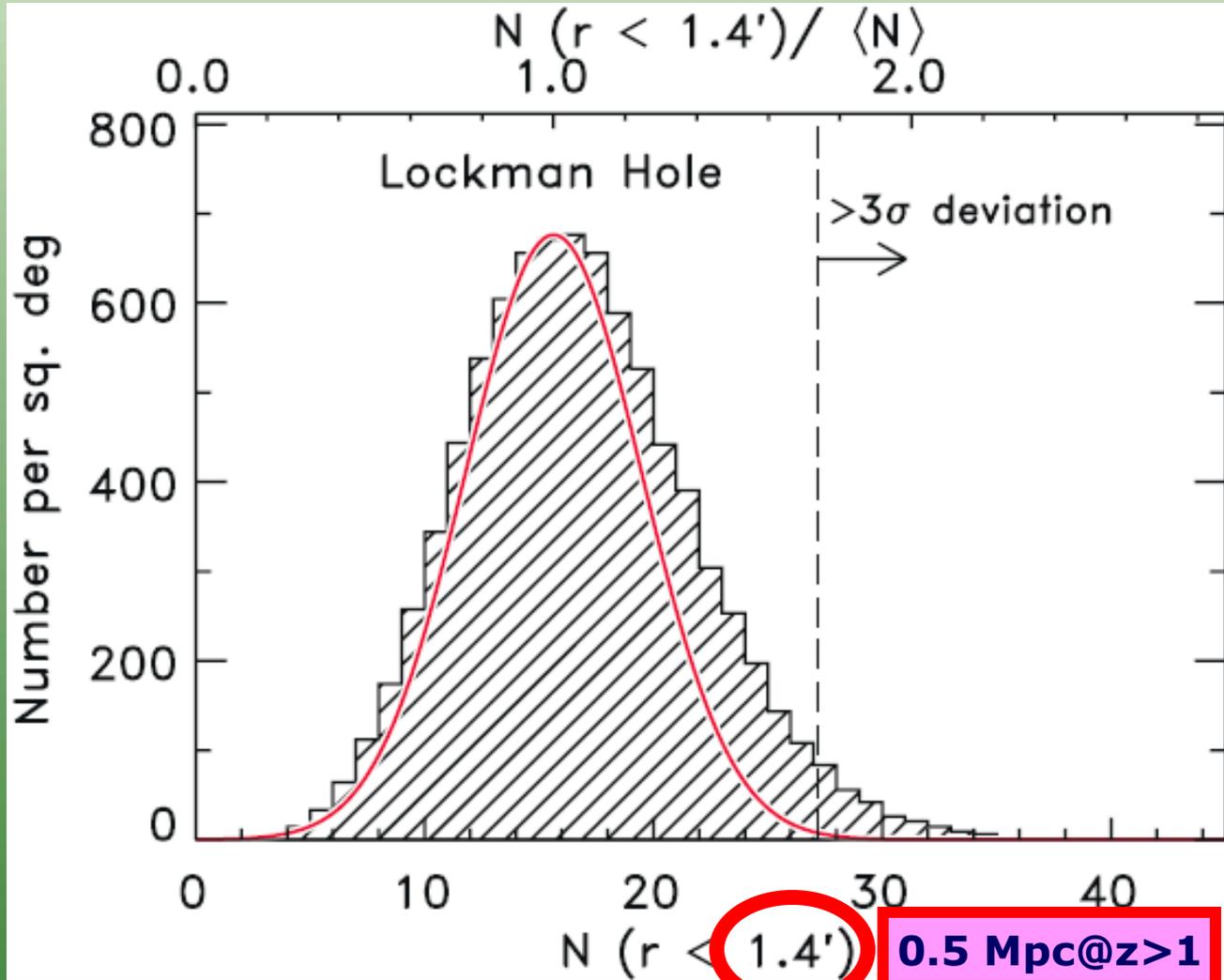
Métodos de detección de cúmulos



Papovich (2008)



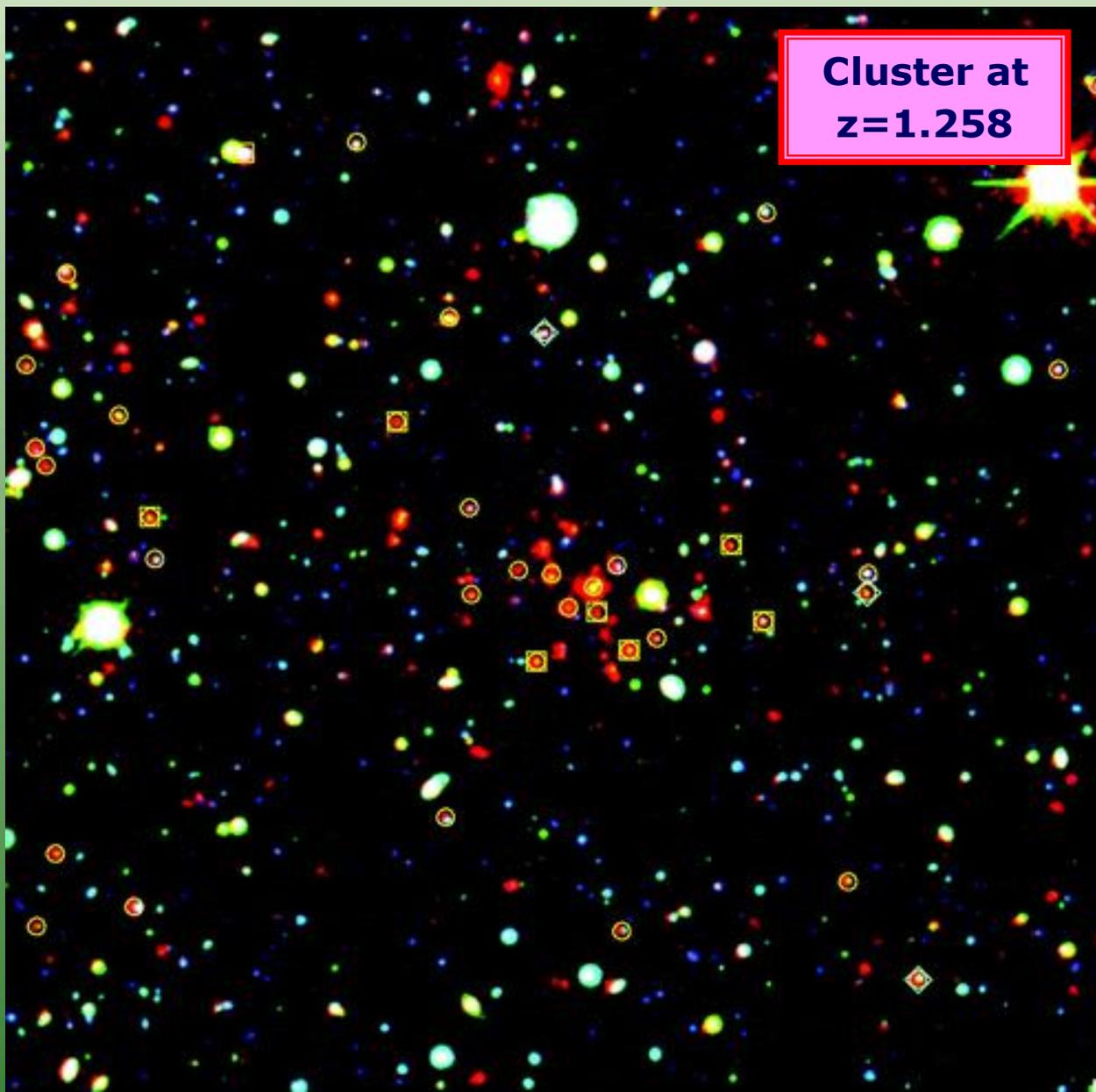
Métodos de detección de cúmulos



Papovich 2008



Métodos de detección de cúmulos



Cluster at
 $z=1.258$

Eisenhardt et al. (2008)



Resumen

- ¿Cómo se distribuyen las galaxias en el Universo?: grupos, cúmulos, supercúmulos, filamentos, paredes, voids.
- ¿Cuál es el tamaño físico y el número de galaxias típico de estas estructuras?
- Otras propiedades físicas: masas, contenido de materia, etc... Métodos para su determinación.
- Observables de los cúmulos.
- Métodos de detección de estructuras. Implicaciones cosmológicas.

Observable	Distancia/ tamaño [Mpc]
Diámetro Vía Láctea	0.03
Distancia a LMC	0.05
Distancia a Andrómeda	0.8
Tamaño Grupo Local	~2
Diámetro cúmulo típico	~4
Distancia a Virgo (cúmulo rico)	20
Tamaño de supercúmulo	30-50
Tamaño de voids	~60
Escala Universo uniforme	~200 $z \sim 0.05$

