

# Formación de estructuras en el universo

**Nelson Padilla**

**Curso Cosmología**

**Prof. Mario Hamuy**

**2do semestre 2012**

Profesor:

**Nelson Padilla**

- ❑ Profesor Asociado P. U. C.
- ❑ Nacido en Córdoba, Argentina (1974)
- ❑ Licenciado en Astronomía (Univ. Córdoba, Argentina)
- ❑ Doctor en Astronomía (Univ. Córdoba, Argentina)
- ❑ Postdoctorado en Durham-Inglaterra
- ❑ Hinchado de Boca y Belgrano

Profesor:

**Nelson Padilla**

**Intereses:**

Docencia en Física y Astronomía

Investigación sobre Cosmología, Estructura en Gran Escala del Universo y Formación de Galaxias.

Además fútbol, basquet, y difusión científica.

**Dirección:**

Departamento de Astronomía y Astrofísica

P. Universidad Católica

Casilla 306, Santiago 22

Email: [npadilla@astro.puc.cl](mailto:npadilla@astro.puc.cl)

Teléfono: +56 2 354 4940

## Referencias WWW

- ❑ Astronomía PUC: <http://astro.puc.cl>
- ❑ Astro-ph, publicaciones de Cosmología: <http://lanl.arxiv.org/archive/astro-ph>
- ❑ NASA abstract service: [http://adsabs.harvard.edu/abstract\\_service.html](http://adsabs.harvard.edu/abstract_service.html)

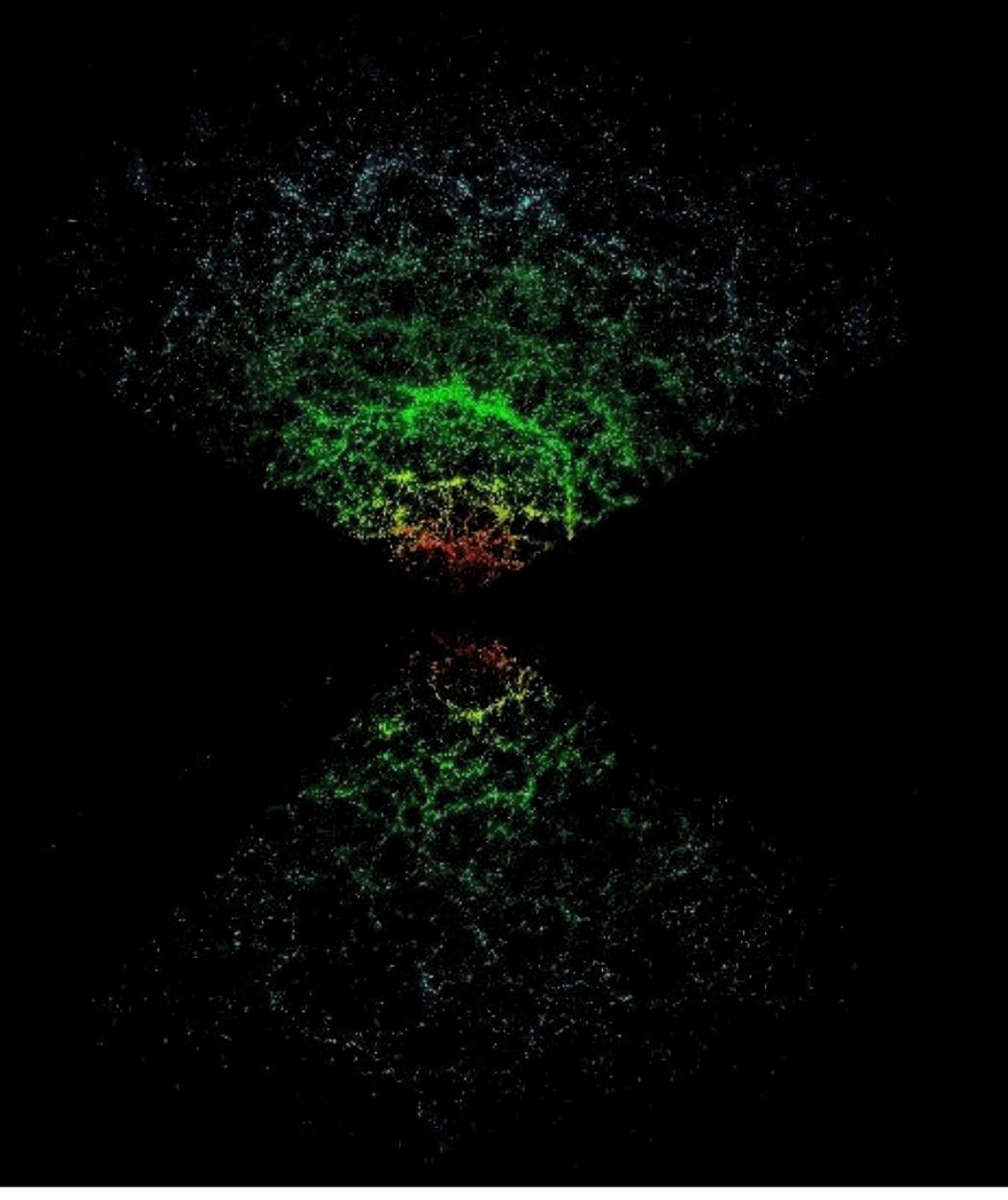
# Temas

- Algunas ideas sobre la formación de galaxias en un contexto cosmológico
- La Dinámica de la formación de estructuras:
  - Muy breve introducción a estructura en gran escala del Universo
  - Breve descripción de estadísticas usadas para describir la LSS
  - Condiciones iniciales y crecimiento de fluctuaciones en densidad
  - Efectos que influyen la dependencia de la amplitud de fluctuaciones en función de la escala.
    - Espectro primordial
    - Función de transferencia
  - No primordiales:
    - Evolución no lineal de fluctuaciones
- Simulaciones numéricas



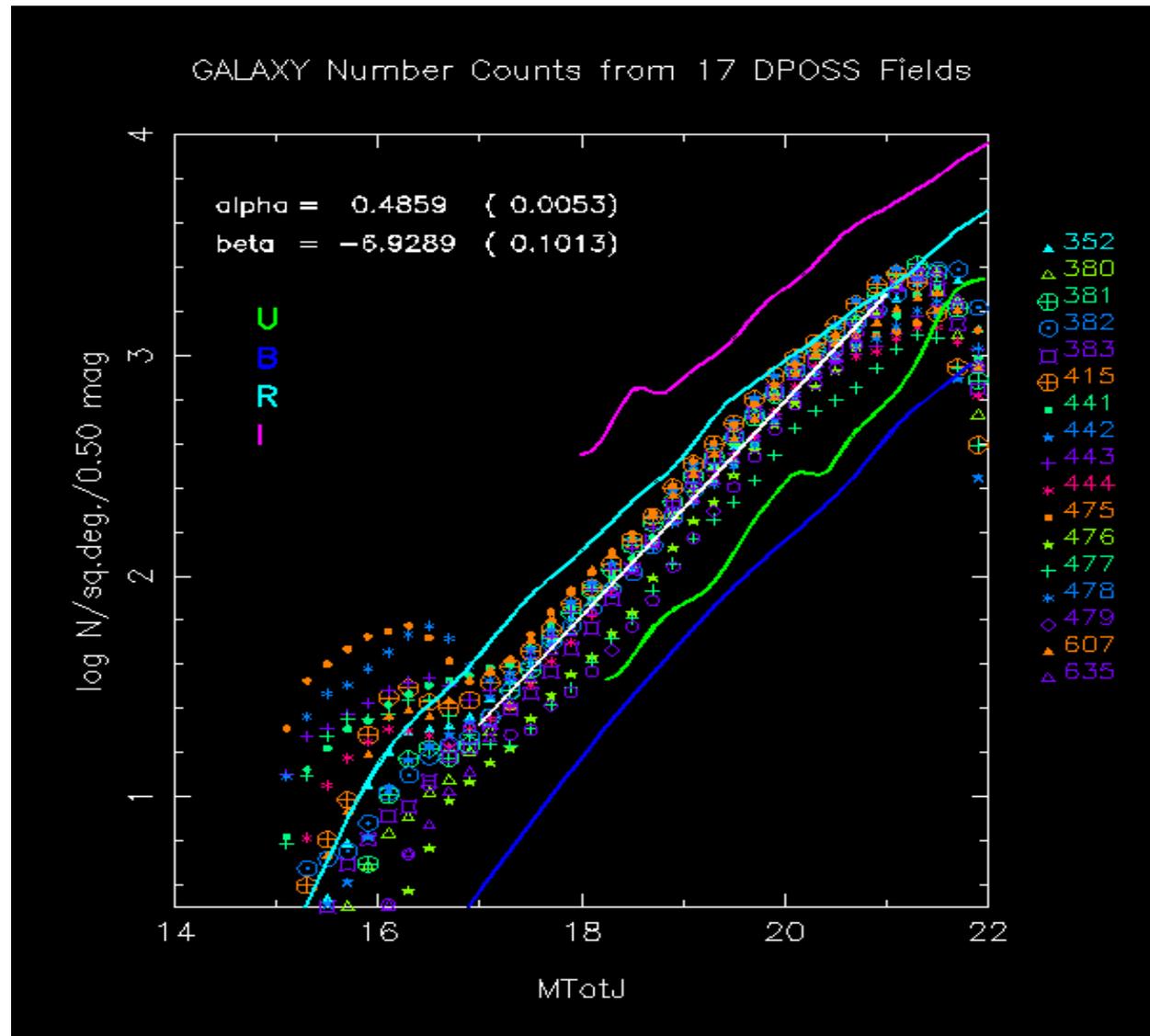
# SDSS

- 400,000 galaxias en el Universo Cercano



# Principio Cosmológico

Homogeneidad.

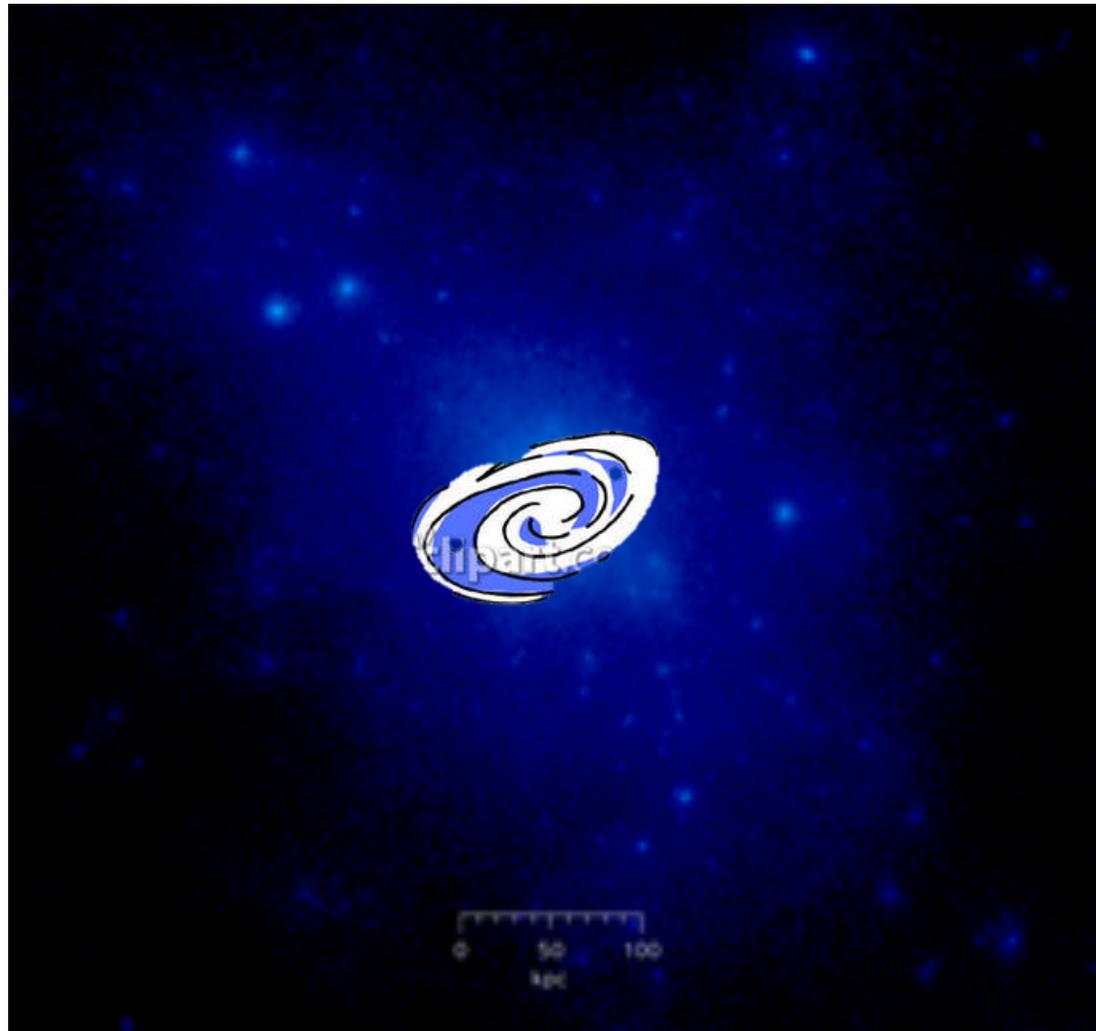




# Formación de estructuras en un marco Cosmológico

- Hipótesis importante: las galaxias sólo se forman en pozos de potencial importantes => concentraciones colapsadas de Bariones (sólos por ejemplo), o Materia Oscura, en general, en [Halos colapsados gravitacionalmente](#).
- Estas galaxias trazan la distribución de materia del universo de una manera simple.
- Las galaxias se forman en un Universo que se encuentra en evolución.

Halo de  
Materia  
Oscura

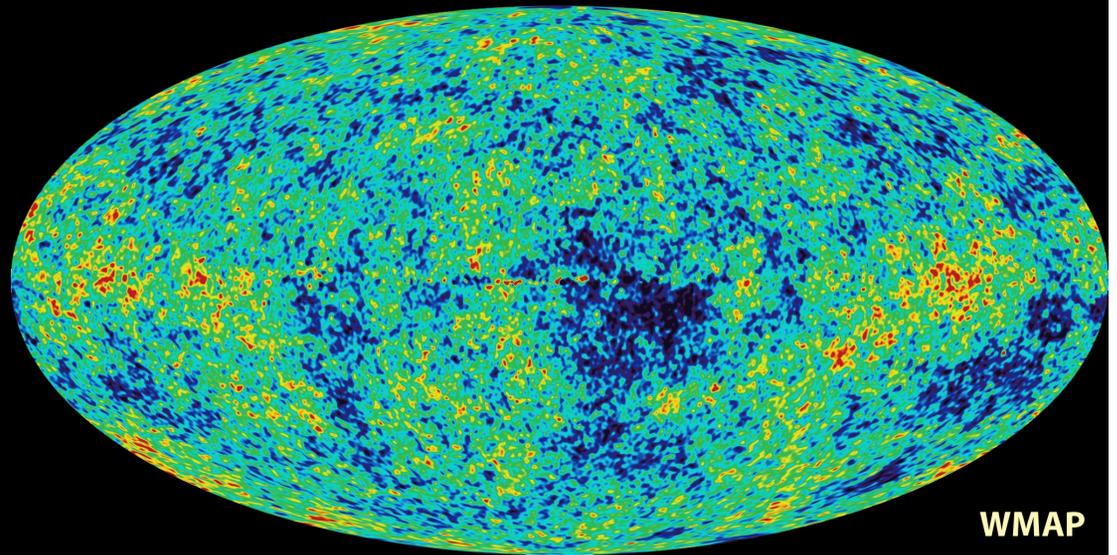


Galaxia

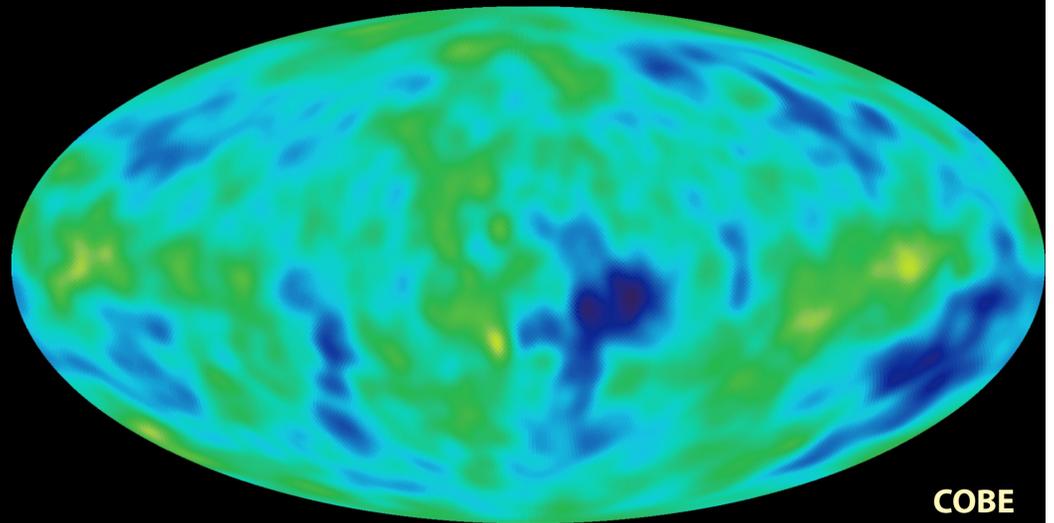
En el pasado  
distante:

- Fluctuaciones en densidad  $< 10^{-4}$   
con fluctuaciones lineales, sin  
estructuras virializadas

$z=1000$



WMAP



COBE

SDSS

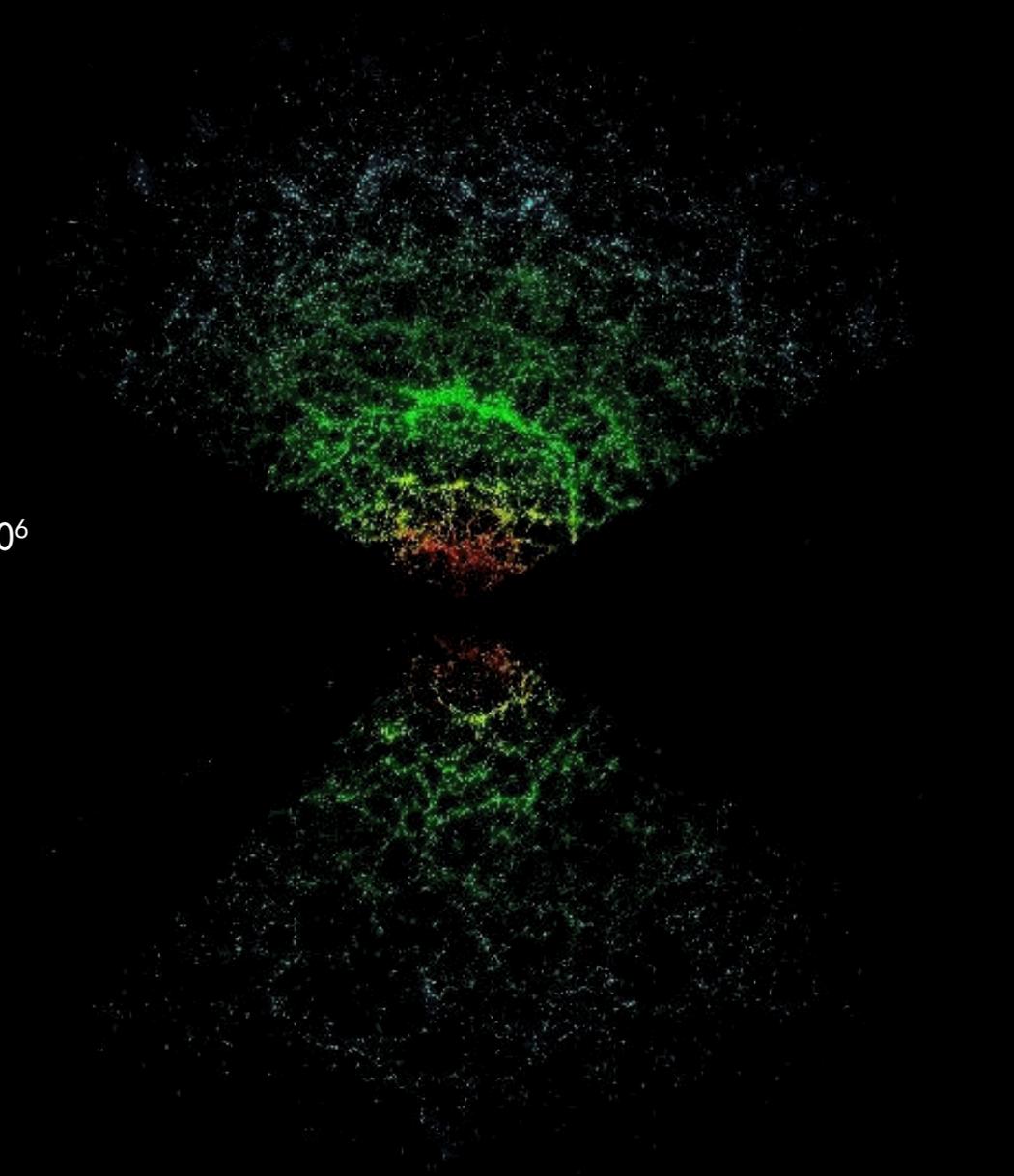
Hoy:

□ Fluctuaciones en densidad:  $10^{-6}$

$z=0$

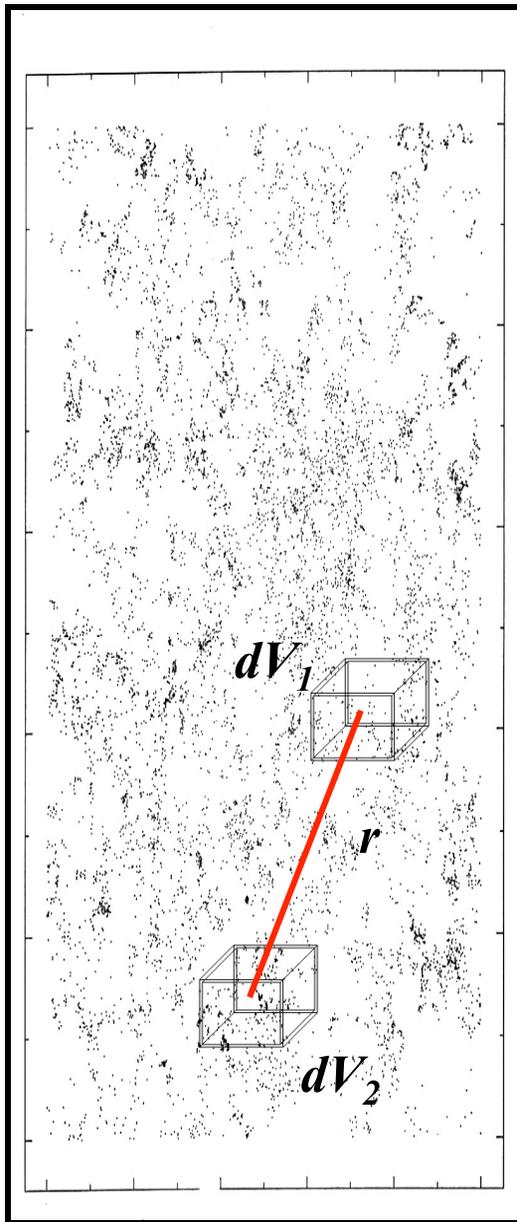
Las galaxias están en los  
peaks de densidad, pero hay  
materia en todos lados.

Es un campo de densidad  
continuo como el del WMAP.



# Breve introducción de estadísticas

- Función de correlación
- Espectro de potencias



## Funciones de Correlación ( $\xi(r)$ )

Distribución Aleatoria:

1-punto:  $dP = n dV$

2-puntos:  $dP = n^2 dV_1 dV_2$

N-puntos:  $dP = n^N dV_1 dV_2 \dots dV_N$

Distribución con clustering:

2-puntos:  $dP = n^2 (1 + \xi(r)) dV_1 dV_2$

## Distribución continua

Si  $f(x)$  es continua,

$$\langle f(x_1)f(x_2) \rangle = \langle f \rangle^2 (1 + \xi(x_{12}))$$

**Transformada de Fourier de eso:**

$$\xi(\mathbf{r}) = \int \mathbf{k} \exp(i \mathbf{k} \cdot \mathbf{r}) P(\mathbf{k}) d^3k$$

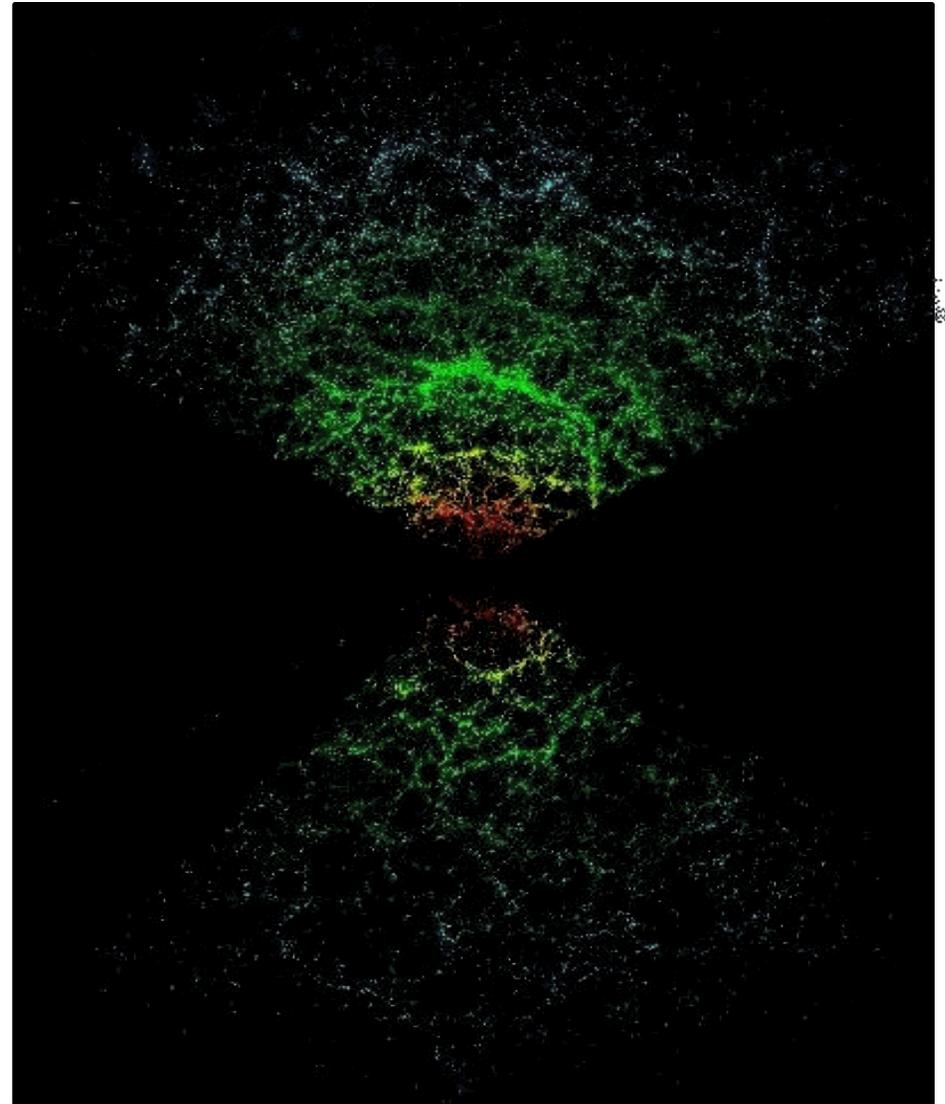
**Como  $P$  depende sólo de  $k$ ,**

$$\xi(\mathbf{r}) = 4\pi \int k^2 P(k) \frac{\text{sen}(kr)}{kr} d^3k$$

↑  
**Espectro de Potencias**

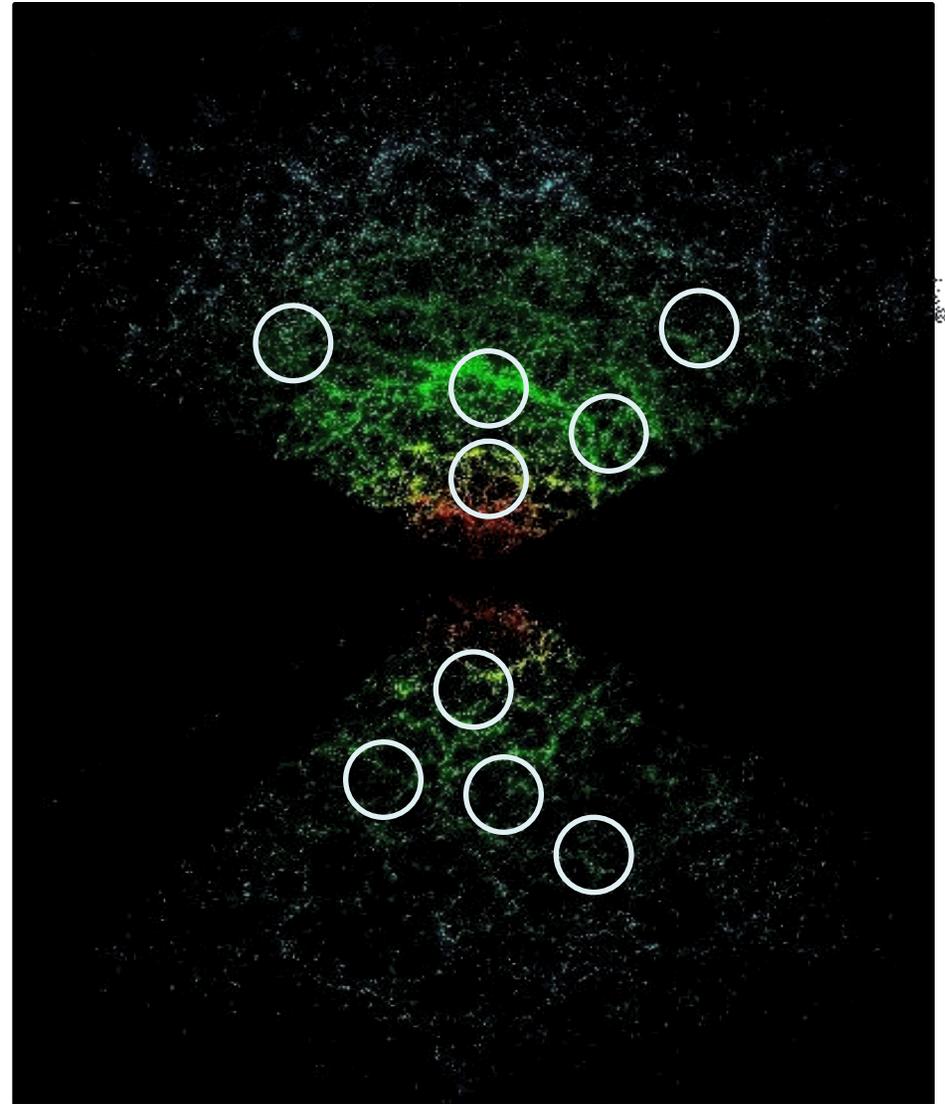


Espectro de potencias  $P(k)$   
mide fluctuaciones en  
función de la escala.



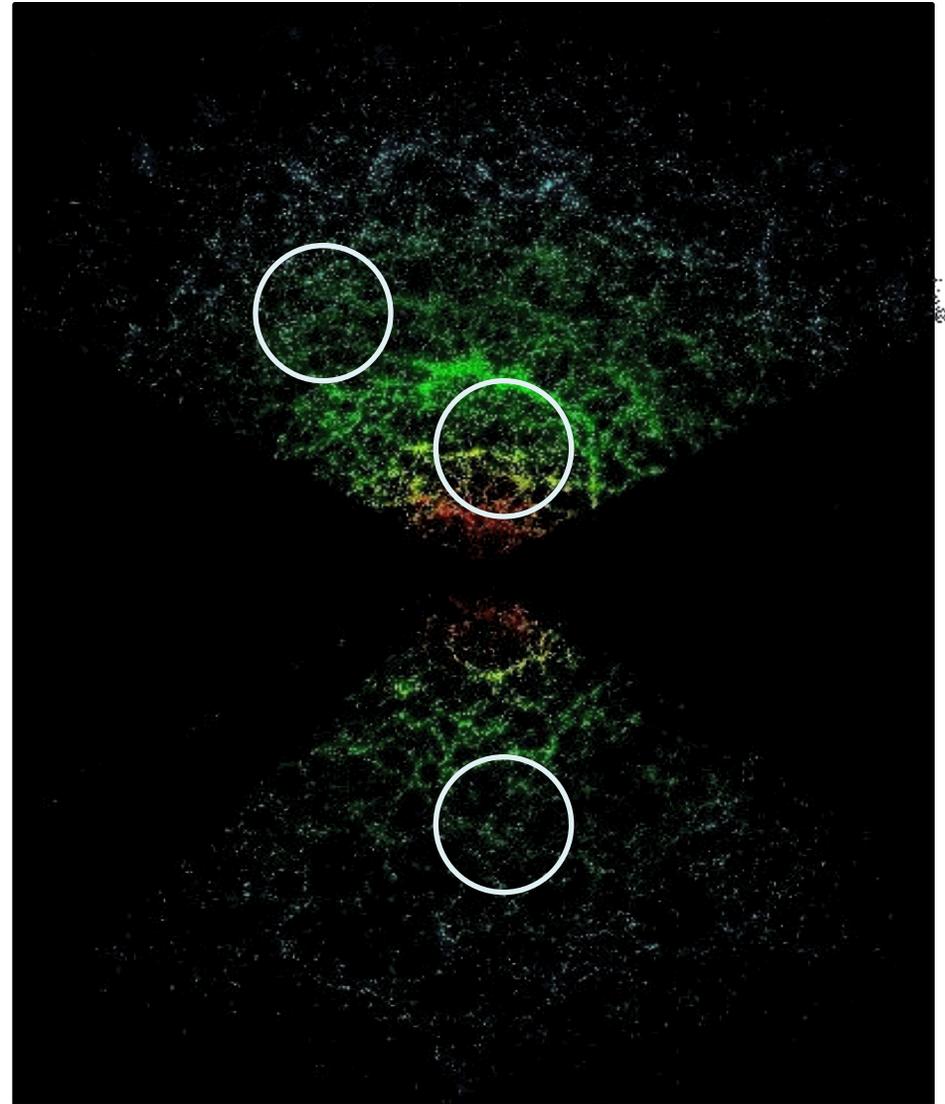


Espectro de potencias  $P(k)$   
mide fluctuaciones en  
función de la escala.



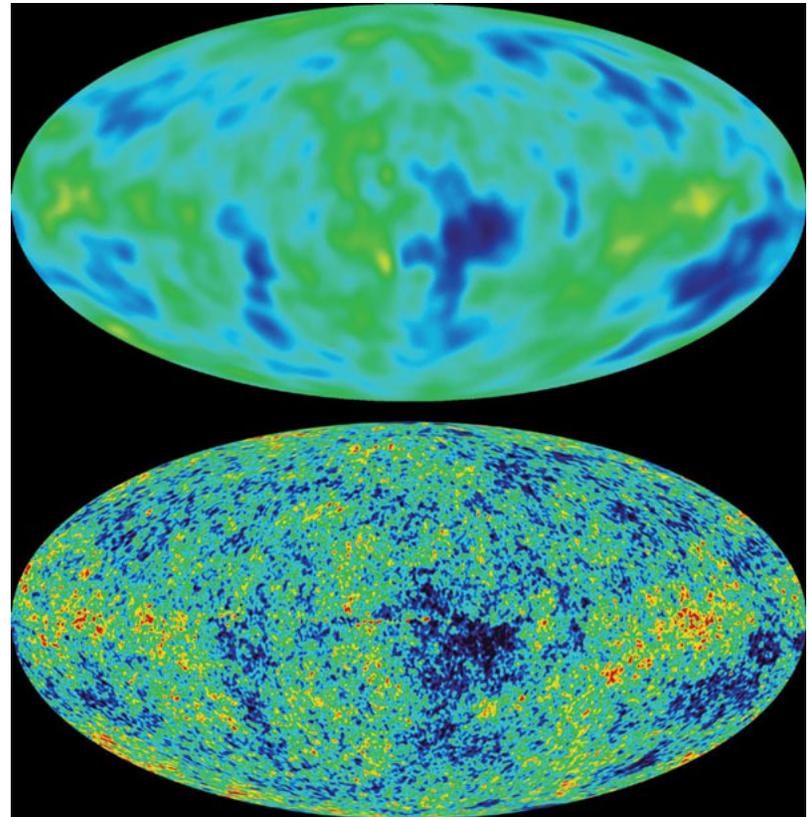


Espectro de potencias  $P(k)$   
mide fluctuaciones en  
función de la escala.



## Fotones

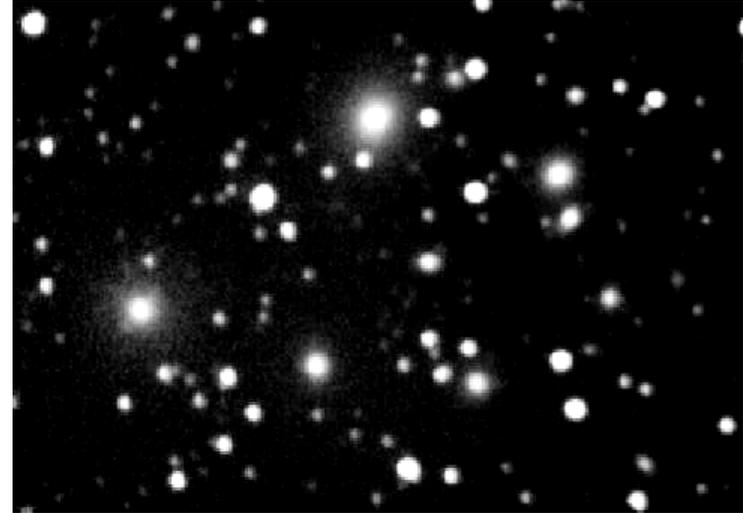
□  $\Omega_\gamma = 2.47 \times 10^{-5} h^2 R^4$



# Bariones

- ❑ No se puede calcular
- ❑ Se puede medir:

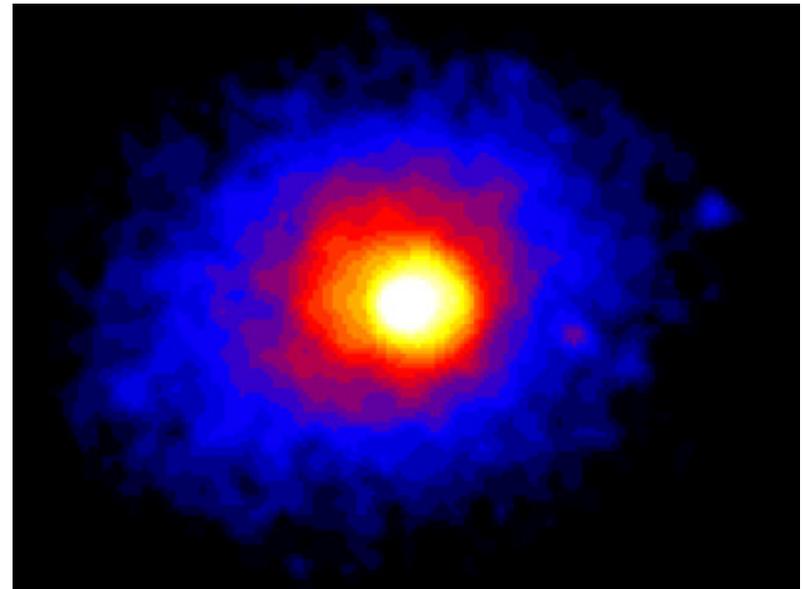
$$\rho_b / \rho_{cr} = \Omega_b R^{-3}$$



# Bariones

Usando luz o gas en grupos de galaxias por ejemplo.

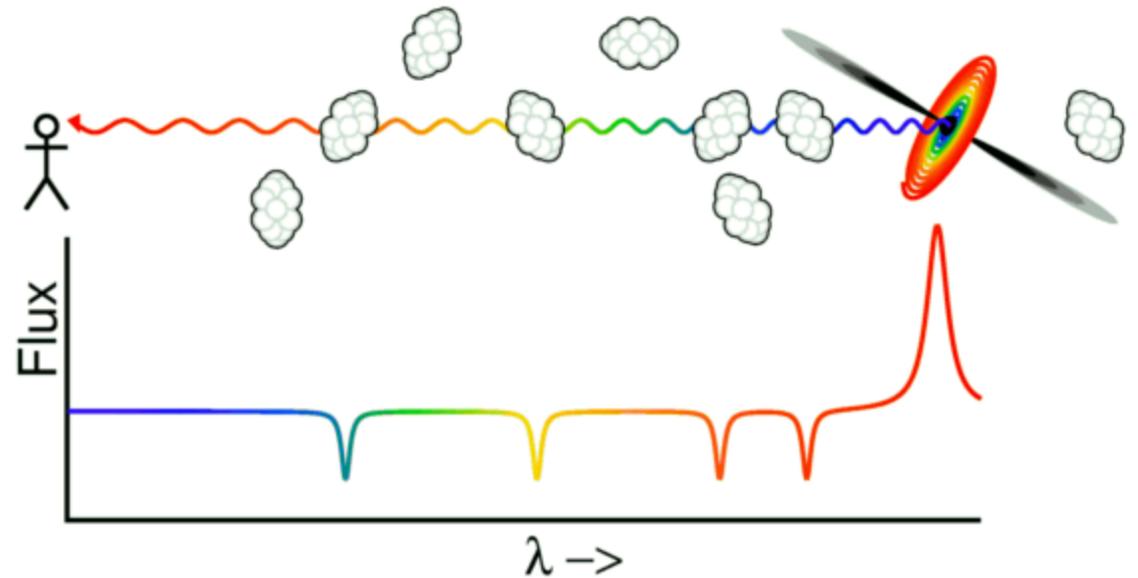
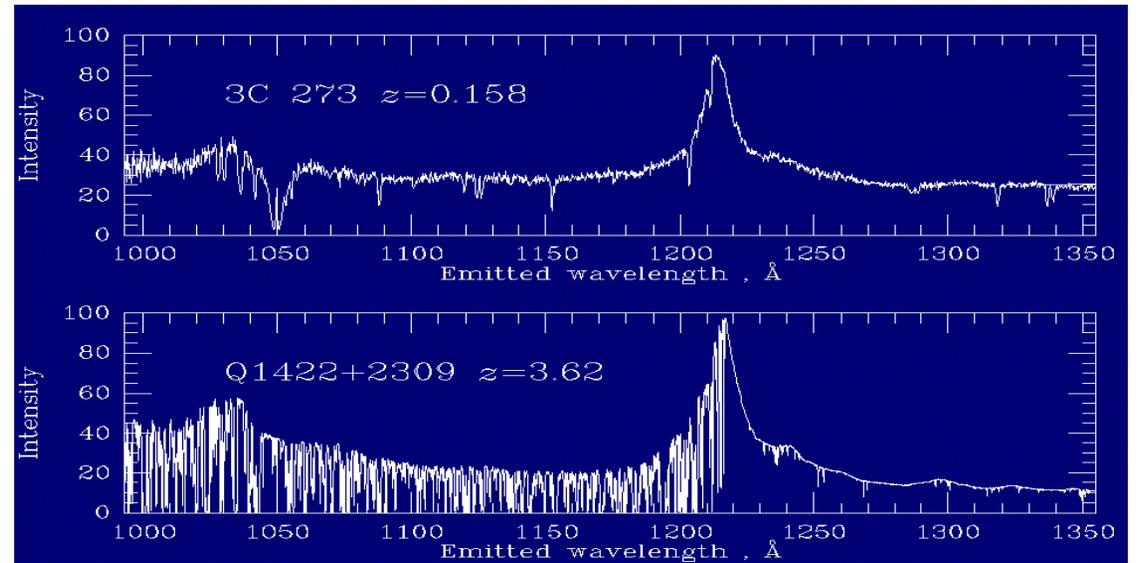
$$\Omega_b h^2 = 0.2$$



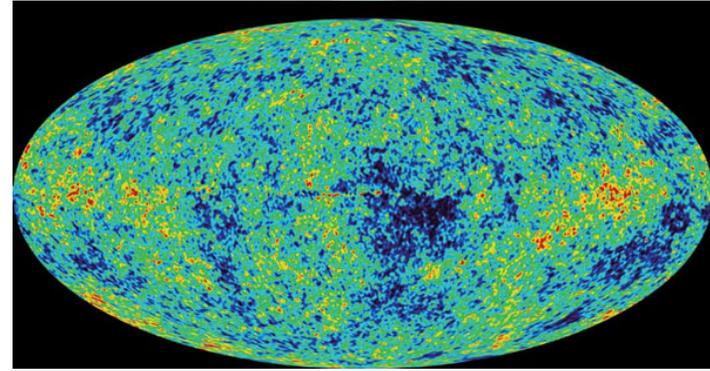
# Bariones

Usando la absorcion de luz en espectros de quasares lejanos.

$$\Omega_b h^{1.5} = 0.02 \pm \text{bastante}$$

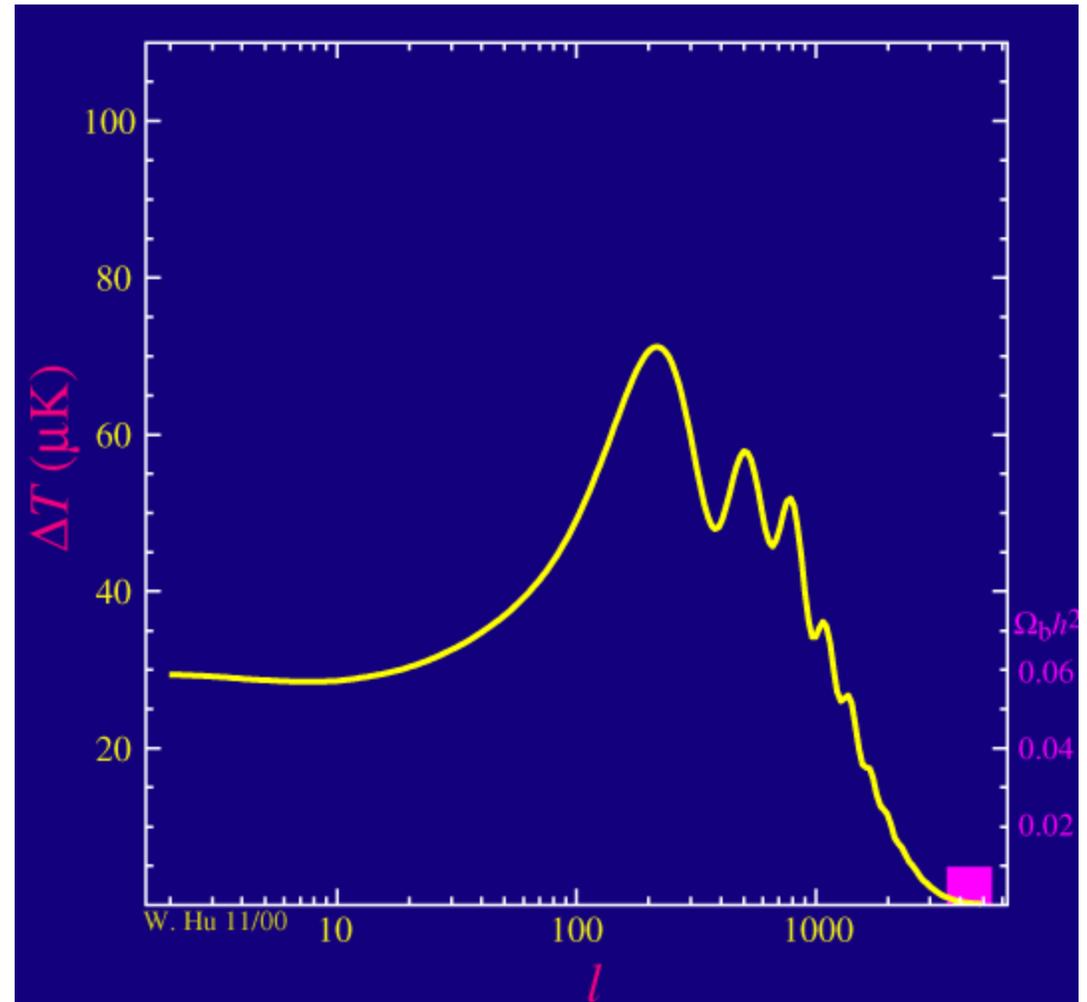


# Bariones



Mirando las anisotropias en el CMB

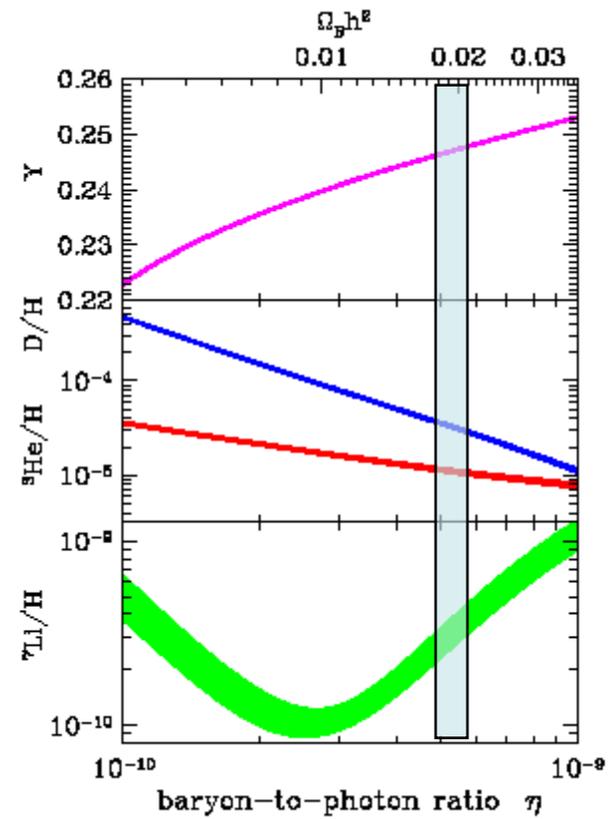
$$\Omega_b h^2 = 0.024 \pm 0.003$$



# Bariones

Abundancias de elementos livianos:

$$\Omega_b h^2 = 0.0205 \pm 0.0018$$



# Materia

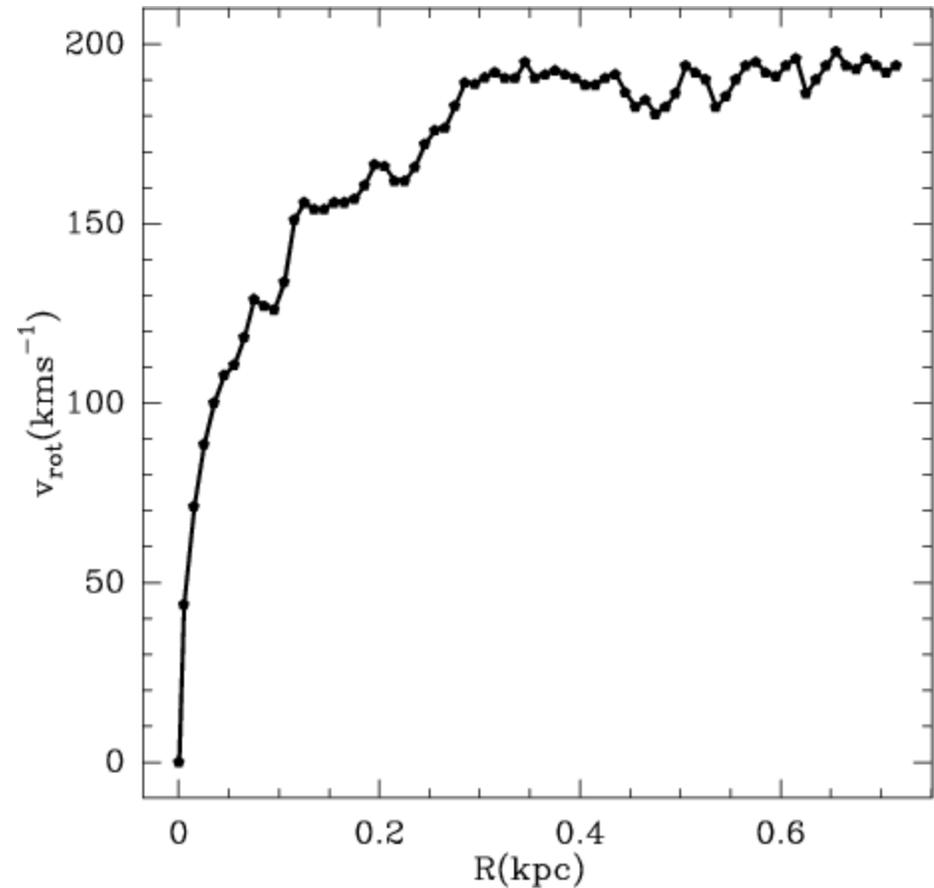
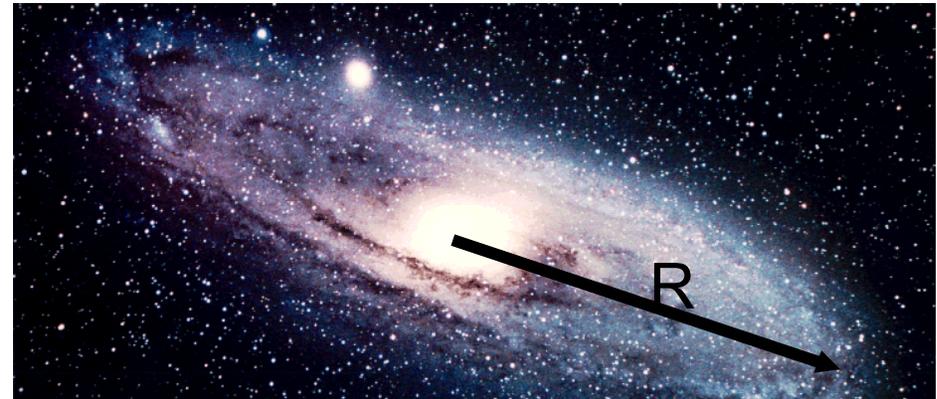
Sin utilizar manera en que la luz y la materia se relacionan

Se pueden sacar razones masa/luminosidad expresadas en terminos de la

masa solar/luminosidad solar

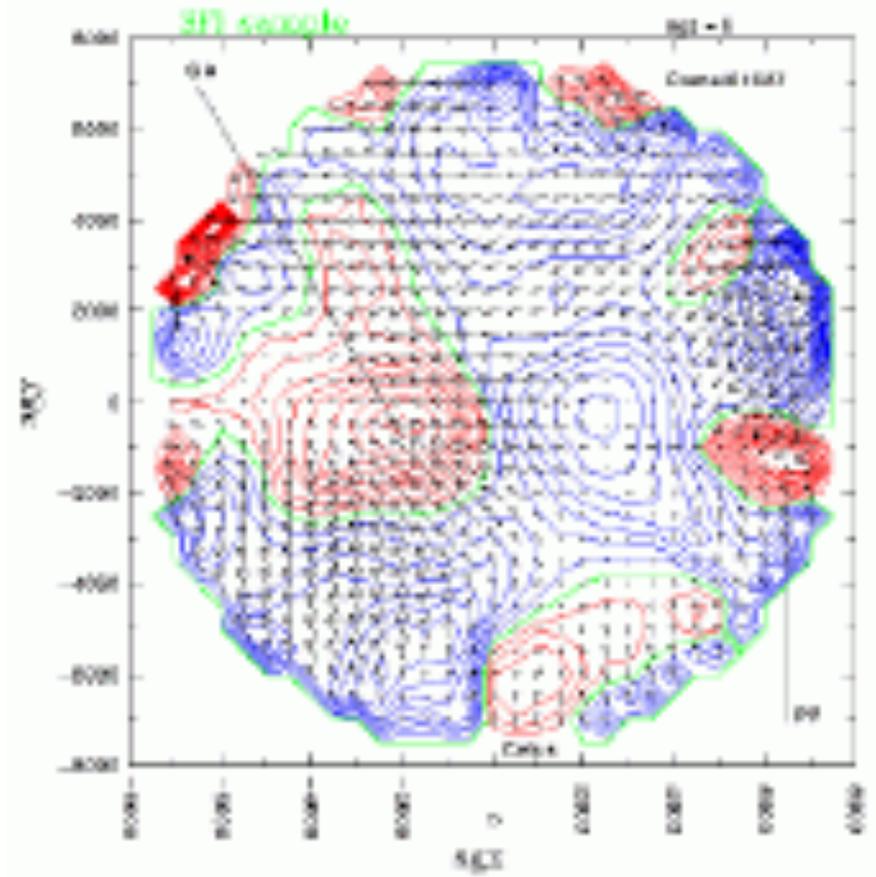
A escalas de 1Mpc/h  $M/L = \text{cte} = 200-300$

Implica una densidad  $\Omega_m = 0.3$



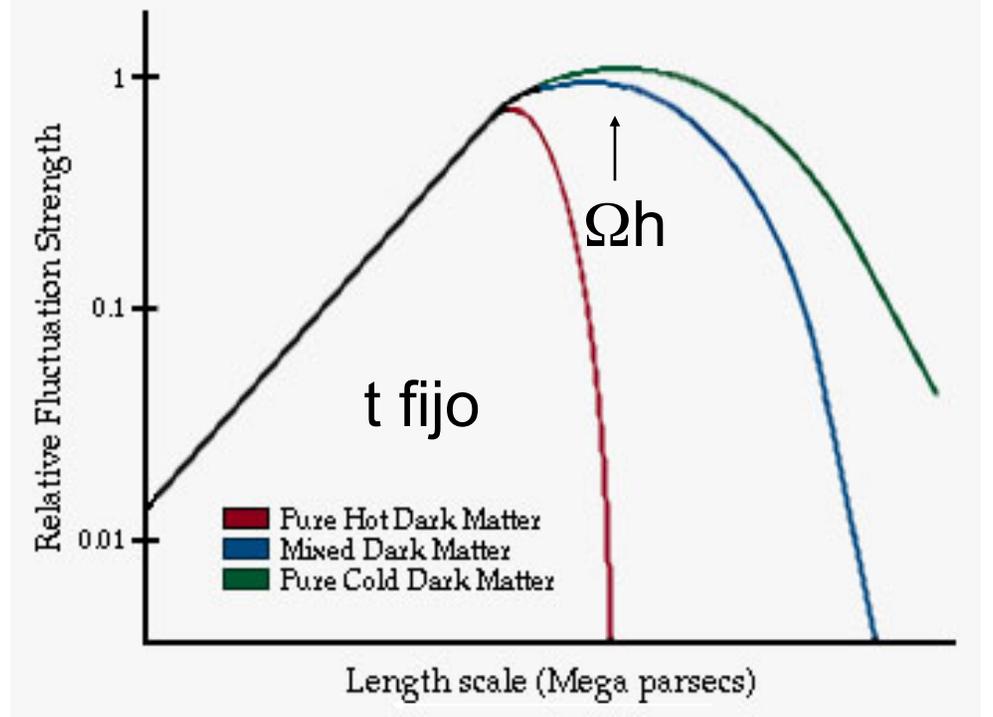
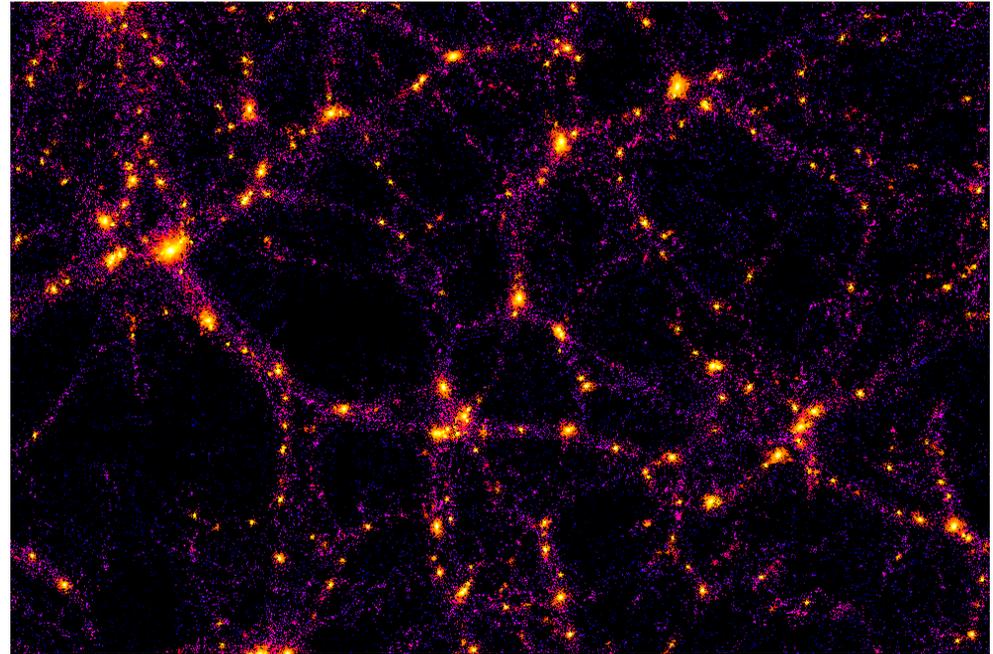
# Materia

Amplitud de velocidades de galaxias  
relacionada con  $\Omega_m (=0.3)$



# Materia

Forma de espectro de fluctuaciones sensible a  $\Omega_h$ , da  $\Omega_m=0.3$



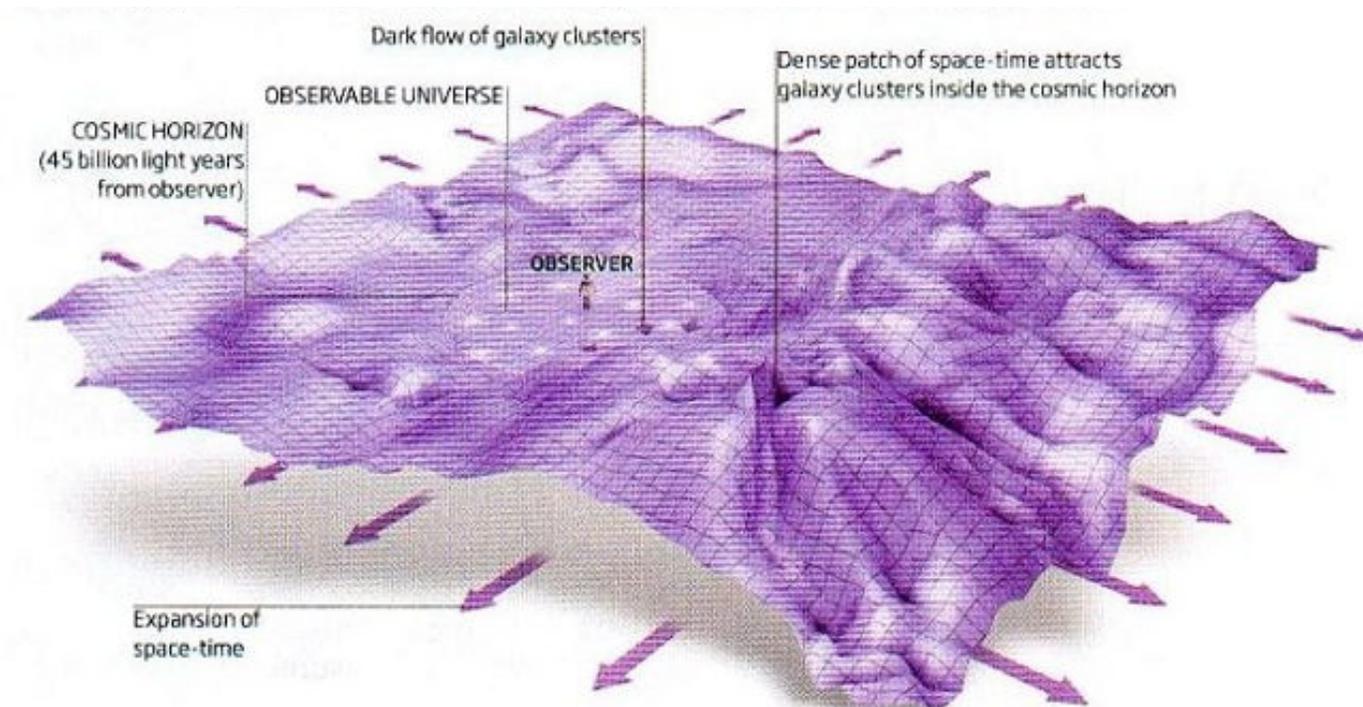
Tendremos en cuenta que la mayor parte de la materia es oscura.

# Condiciones iniciales y Funciones de Transferencia.

La formación de estructuras está influenciada por procesos que modifican las perturbaciones en densidad primordiales:

- Crecimiento por auto-gravitación (mayormente materia oscura)
- Efectos de presión (bariones)
- Procesos disipativos (bariones y radiación, y materia oscura relativista).  
En General, escalas más pequeñas sufren reducción de amplitud de fluctuaciones por estos últimos dos procesos.

# 0) Origen de Inhomogeneidades



Inhomogeneidad: qué tanto difiere la densidad de su valor promedio.

Válido en un universo homogéneo en escalas grandes.

# 0) Origen de Inhomogeneidades

- Origen de Estructuras dado por amplificación de fluctuaciones cuánticas
- O por transición de fase que dejó defectos topológicos como resultado.

Para estudiar cómo la materia responde a su propia gravedad en un universo en expansión, se escriben las ecuaciones de movimiento en términos del contraste de densidad  $\delta$ .

Radiación

Materia

Cambios en ambas -> Fluctuaciones Adiabáticas.

Cambios en fluctuaciones en Materia -> Isotérmicas.

Crecimiento lineal de fluctuaciones primordiales:

- En el caso de perturbaciones Adiabáticas ( $\delta p/p = \gamma \delta \rho/\rho$ ), las fluctuaciones crecen de esta manera:

$$\text{Era de la radiación:} \quad \delta = \text{cte } a(t)^2$$

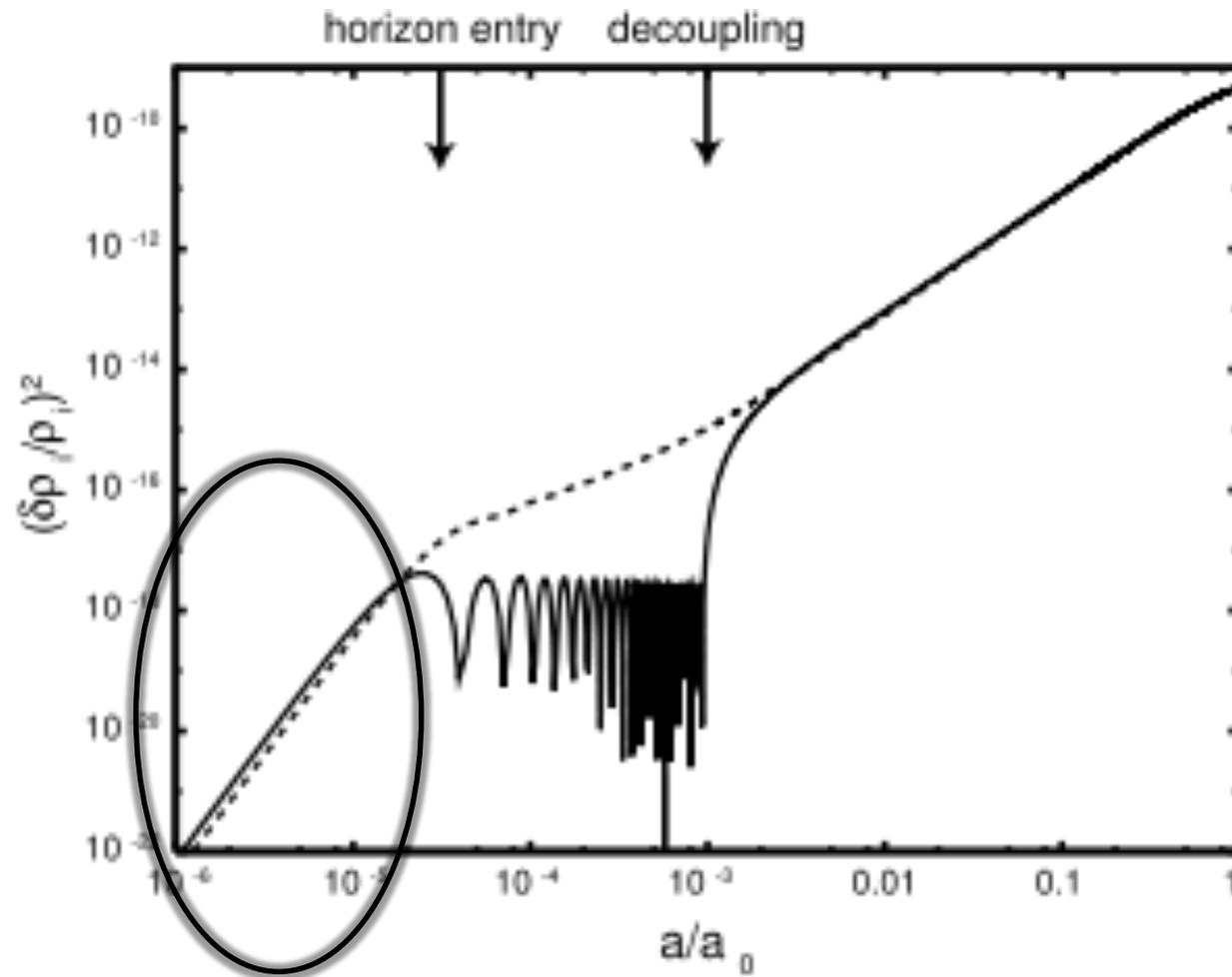
$$\text{Era de la materia:} \quad \delta = \text{cte } a(t)$$

Universo sin expansión:  $\delta = \text{cte } \exp(a(t))$  (expansión frena crec.)

Entonces, todas las escalas se ven afectadas de igual manera, por lo que la forma del espectro de potencias inicial no se ve afectada por el crecimiento gravitatorio.

**Mayormente Materia Oscura**

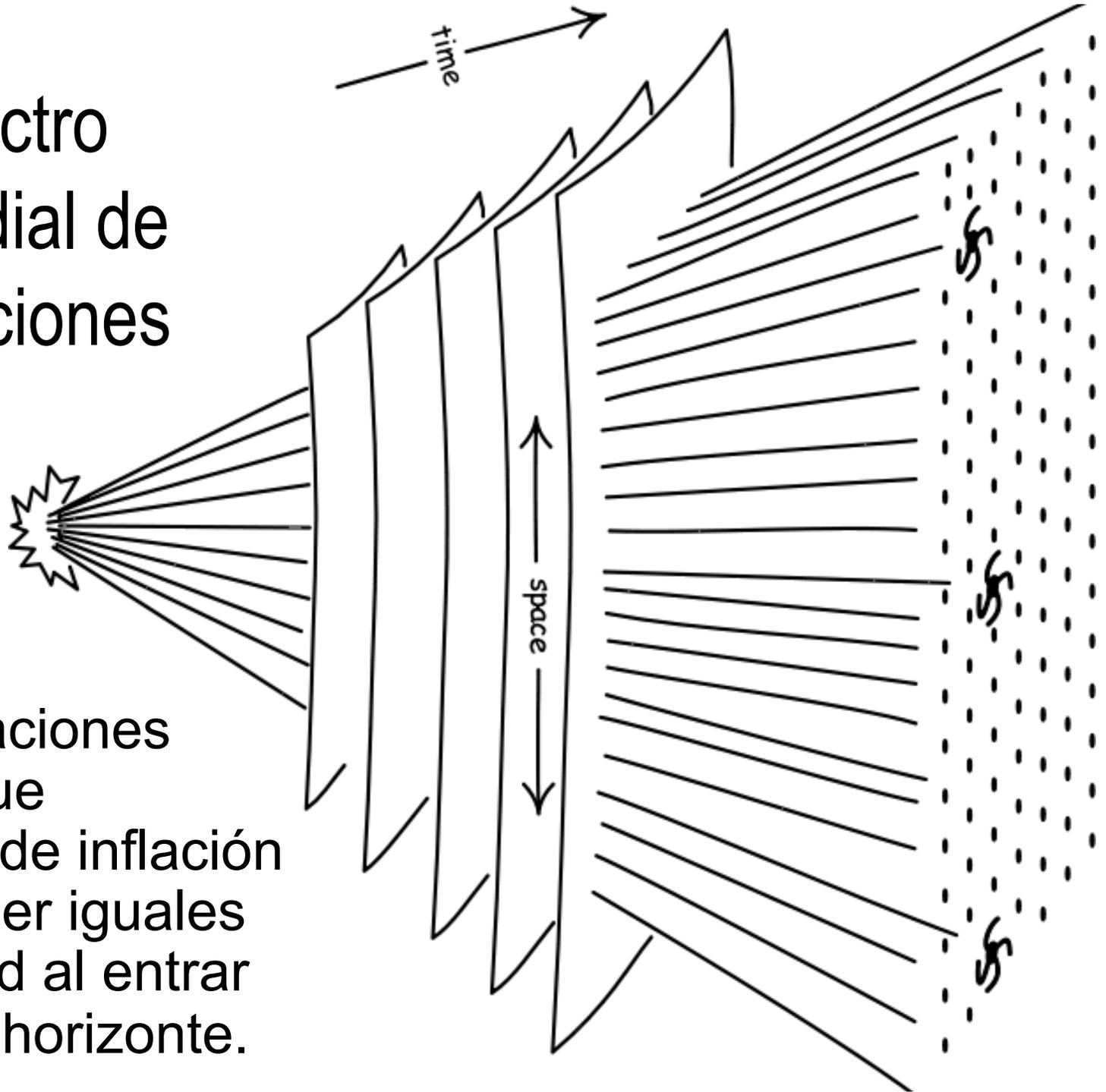
# Crecimiento de una sobredensidad.



Tiempo ->

# Espectro primordial de fluctuaciones

Las fluctuaciones  
iniciales que  
proviene de inflación  
deberían ser iguales  
en amplitud al entrar  
dentro del horizonte.



# Espectro primordial de fluctuaciones

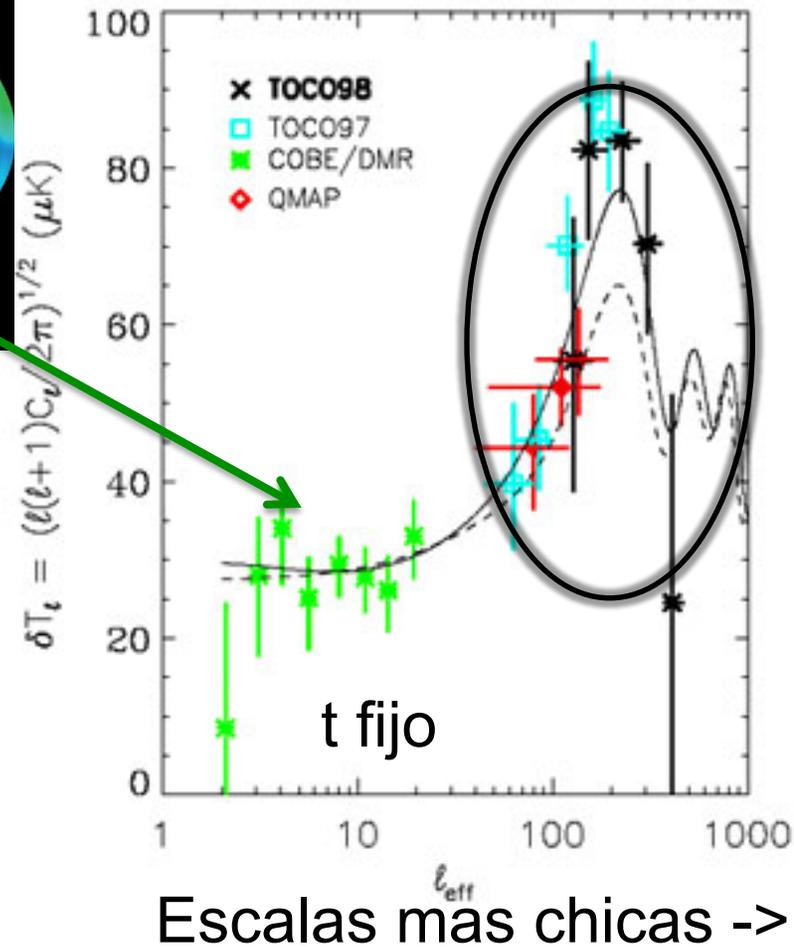
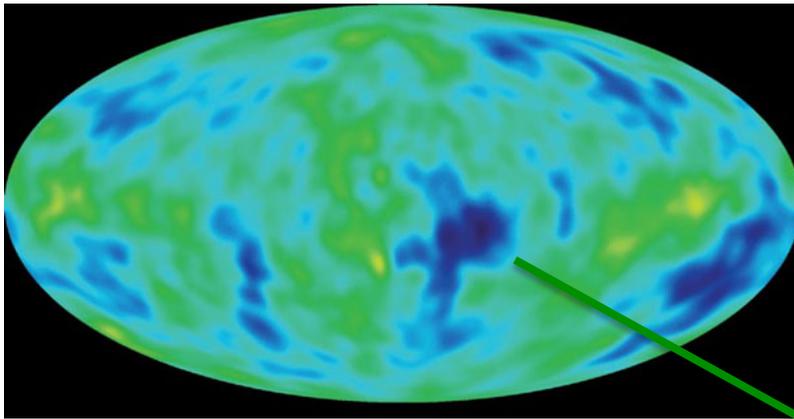
- Longair 14.2.2 y 14.2.3
- Espectro invariante de escala: consideremos una perturbación  $\delta\phi$  en el potencial gravitacional:

$$\nabla^2\delta\Phi_k=4\pi G\rho_0\delta \Rightarrow \delta\Phi_k=-4\pi G\rho_0\delta_k/k^2$$

Si  $P(k)^2\sim\delta_k^2$  proporcional a  $k^2$  para el espectro de fluctuación de densidades, entonces,  $\delta\phi$  es constante.

Entonces el espectro primordial es  $P(k)\sim k$

# Espectro primordial de fluctuaciones



Esto ya no es solo materia oscura, y es lo que vemos a continuación.

# Función de Transferencia

- Longair 14.3
- Conocemos el espectro inicial de fluctuaciones. Ahora cuantificamos los efectos nombrados anteriormente, que llevan al espectro de potencias a su forma actual.

$$T_k = \delta_k(z=0)/(\delta_k(z)D(z))$$

Donde:

- $D(z)$  es el factor lineal de crecimiento de fluctuaciones entre  $z$  y  $z=0$  (conocido).
- El redshift de normalización es arbitrario, simplemente se refiere a un tiempo anterior al que cualquier escala de interés ha entrado en el horizonte.

Efectos que dominan la forma de la función de transferencia:

- Efectos de masa de Jeans.
- Damping producido por bariones.

# 1) Presión (efectos de Masa de Jeans) Longair 13.5, 13.7

- La presión ejerce una fuerza mayor y opuesta a la gravedad para escalas menores que la longitud de Jeans.

$$\lambda_J = c_s (\pi/G\rho)^{1/2}$$

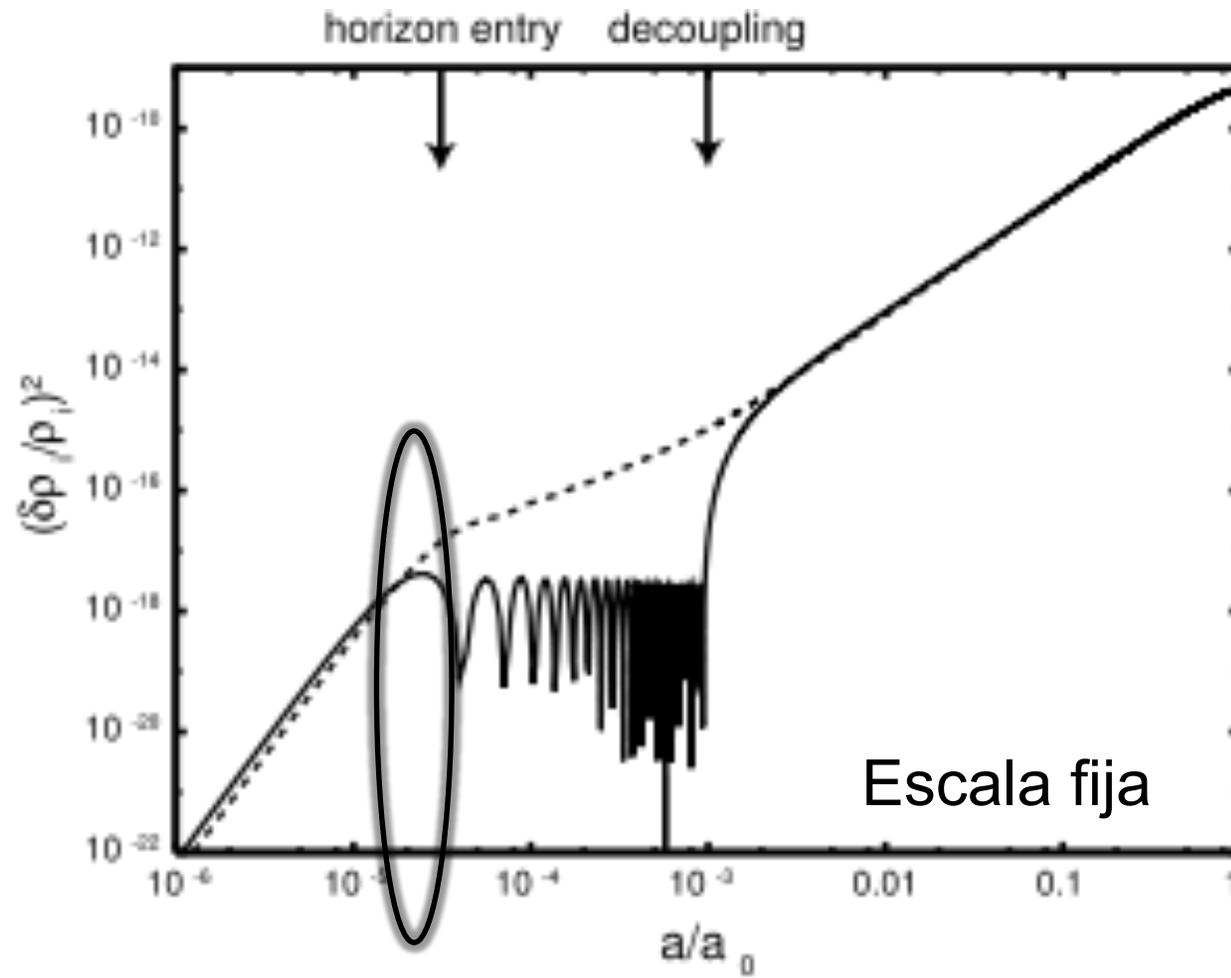
Durante la era de la radiación:  $c_s = c/3^{1/2} \Rightarrow \lambda_J = \text{Horizonte}$

Logra un máximo en  $z_{\text{eq}}$  y a partir de ahí comienza a disminuir nuevamente. Entonces, el tamaño del horizonte en  $z_{\text{eq}}$  es una cantidad de mucha importancia.

- A escalas mayores, las perturbaciones sólo deben estar afectadas por Gravedad.
- En escalas  $\sim \text{Horizonte}(z_{\text{eq}}) \sim 16/\Omega h^2 \text{ Mpc}$  debe verse un cambio en la forma del espectro de potencias.
- Como esta escala depende de  $\Omega$ , podemos encontrar cuánto vale este parámetro a partir de una medición de  $P(k)$ .

- En tiempos anteriores al equality (materia y radiación), las perturbaciones dentro del horizonte no crecen debido a la presión de radiación.

# Crecimiento de una sobredensidad.



Tiempo ->

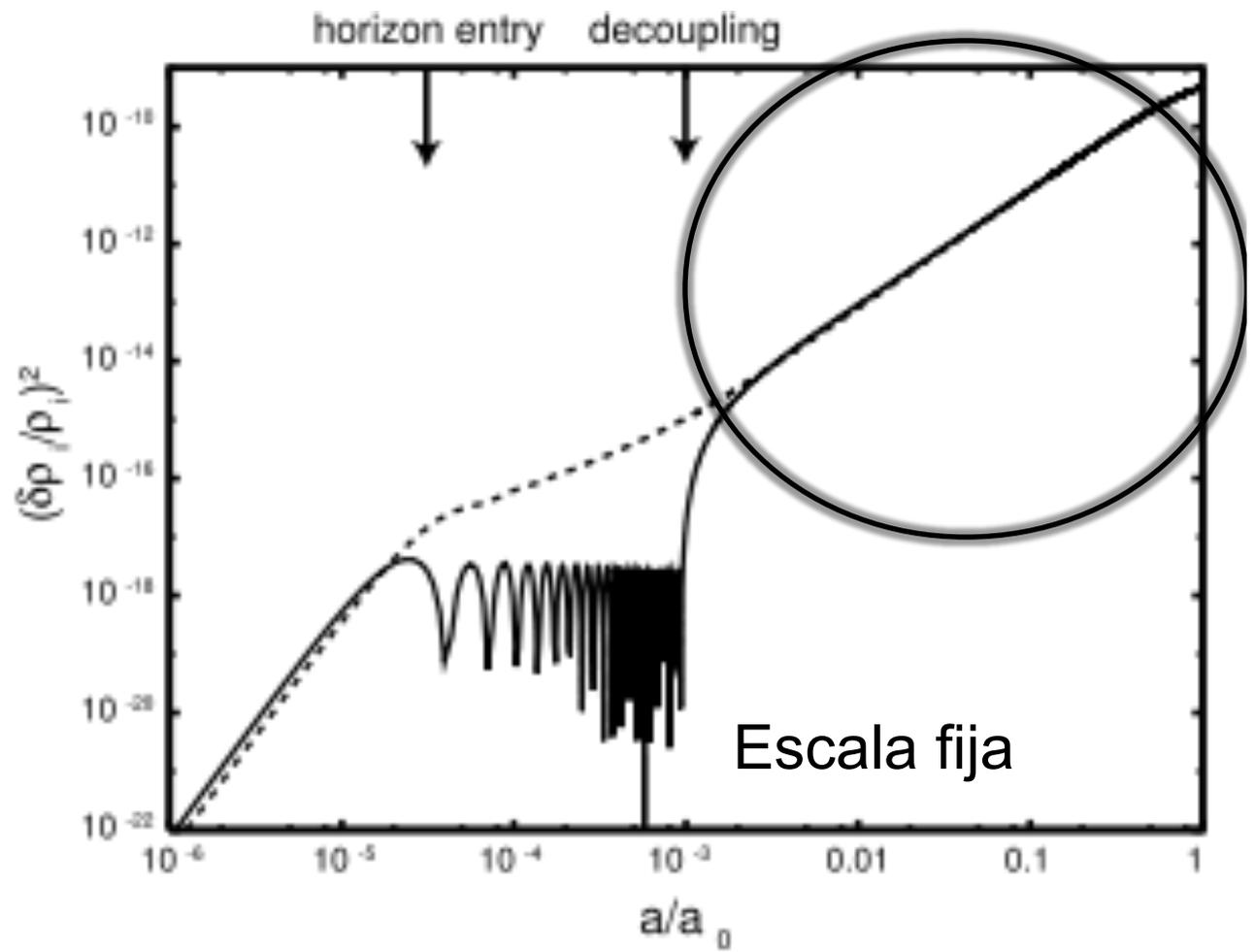
De esto es simple deducir la forma de la función de transferencia.

- En el caso de perturbaciones adiabáticas, aquellas con  $kd_{\text{eq}} \ll 1$  siempre crecen como  $\delta = \text{cte } d_{\text{H}}^2$ . Perturbaciones de menor escala ( $>k$ ) entran en el horizonte cuando

$$d_{\text{H}} = 1/k$$

y quedan congeladas hasta  $z_{\text{eq}}$ , cuando vuelven a crecer nuevamente.

- Luego, cuando se llega a  $z_{eq}$  pueden ocurrir dos cosas:
  - Si domina la materia oscura, las perturbaciones de toda escala crecen



Tiempo ->

- Cuando se llega a  $z_{\text{eq}}$  pueden ocurrir dos cosas:
  - Si domina la materia oscura, las perturbaciones de toda escala crecen
  - Si domina un gas bariónico, la longitud de Jeans permanece constante:

Calculamos  $c_s^2 = \delta p / \delta \rho$

Usando pequeñas compresiones adiabáticas:

$$\delta p = \frac{4}{9} \rho_r c^2 \delta V / V,$$

$$\delta \rho = (\rho_m + \frac{4}{3} \rho_r) \delta V / V$$

Lo cual implica que

$$c_s^2 = c^2 [ 3 + 9/4 (1+z_{\text{rad}})/(1+z) ]^{-1}$$

donde  $z_{\text{rad}}$  es el redshift de igualdad entre la materia y los fotones, que debido a la influencia de neutrinos es

$$1+z_{\text{rad}} = 1.68 (1+z_{\text{eq}})$$

En  $z \ll z_{\text{rad}}$ ,  $c_s = \text{cte} (1+z)^{1/2}$ , y como

$$\rho = (1+z)^3 3\Omega_B H_0^2 / (8\pi G),$$

la longitud de Jeans **comóvil** es constante:

$$\lambda_J = c_s (\pi/G\rho)^{1/2} = 50 (\Omega_B h^2)^{-1} \text{ kpc}$$

## Efecto comun a dominio materia oscura o bariones:

- En ambos casos (presión de radiación, masa de Jeans), una escala de longitud crítica para el espectro de potencias es la distancia del horizonte en

$$z_{\text{eq}} = 23900 \Omega h^2 \text{ para } T=2.73\text{K}$$

- Esta escala es (era de la Materia):

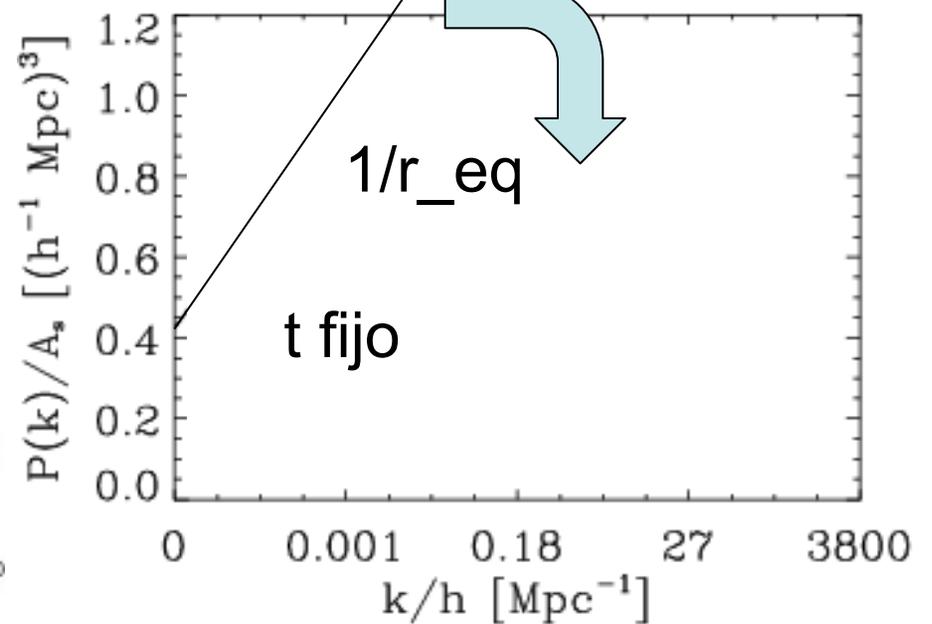
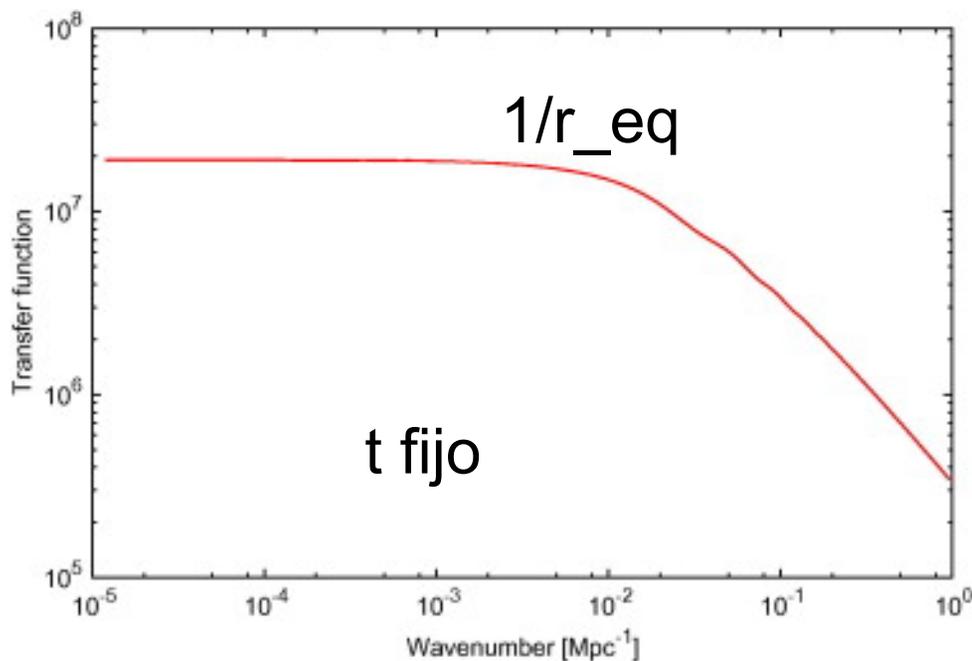
$$d_H = 2c/H_0 (\Omega z)^{-1/2}$$
$$\Rightarrow d_{\text{eq}} = 39 (\Omega h^2)^{-1} \text{ Mpc.}$$

$$\text{Masa: } 10^{16} M_{\text{sun}}$$

- El factor de crecimiento faltante es simplemente el cuadrado del cambio en  $d_H$  durante este periodo que es proporcional a  $k^2$ . Entonces,

$$T(k) = 1 \text{ si } (kd_{eq} \ll 1)$$

$$= (kd_{eq})^{-2} \text{ (} kd_{eq} \gg 1 \text{)}$$



# Formación de estructuras en el universo II

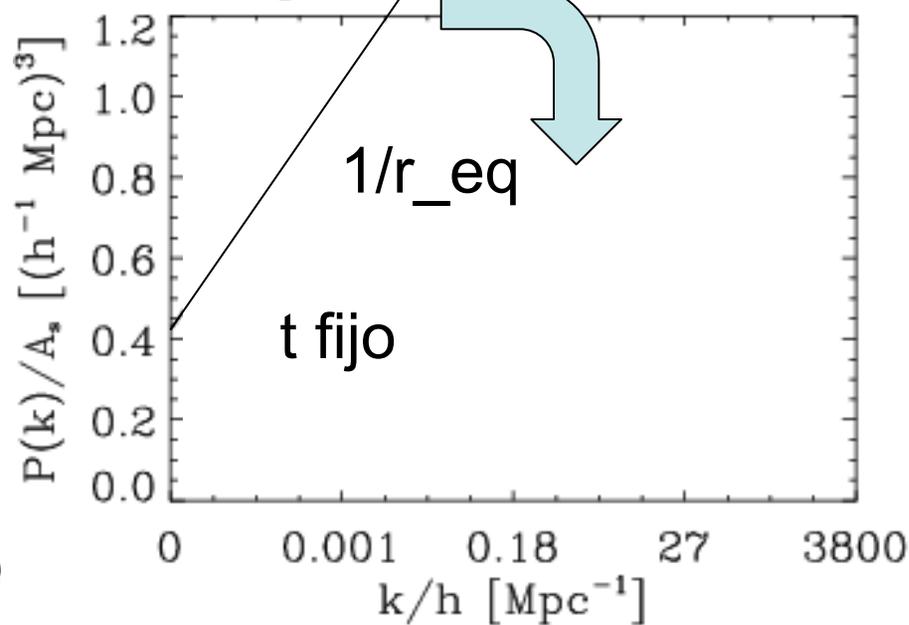
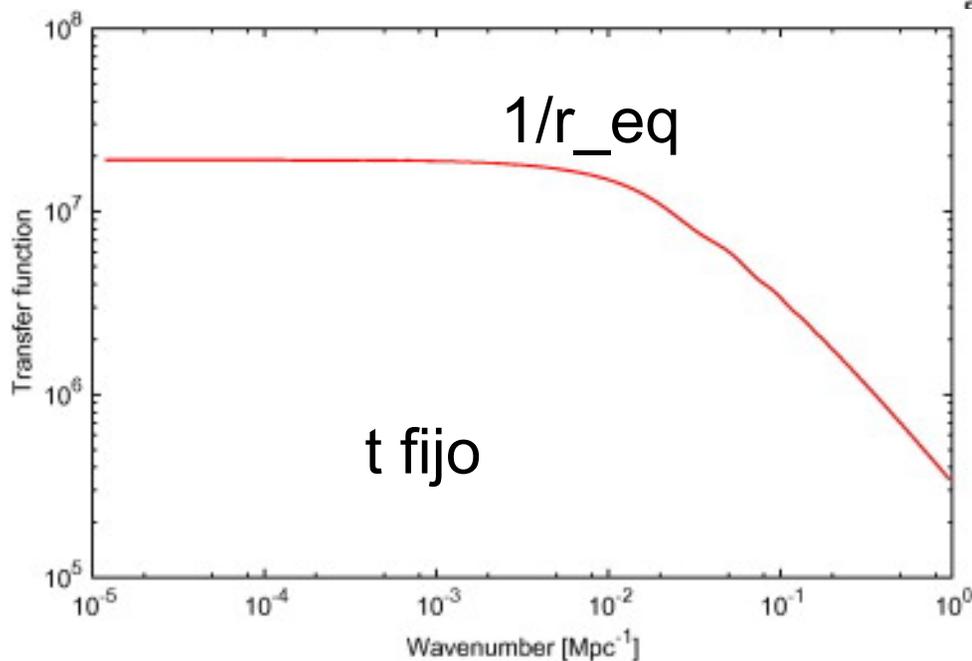
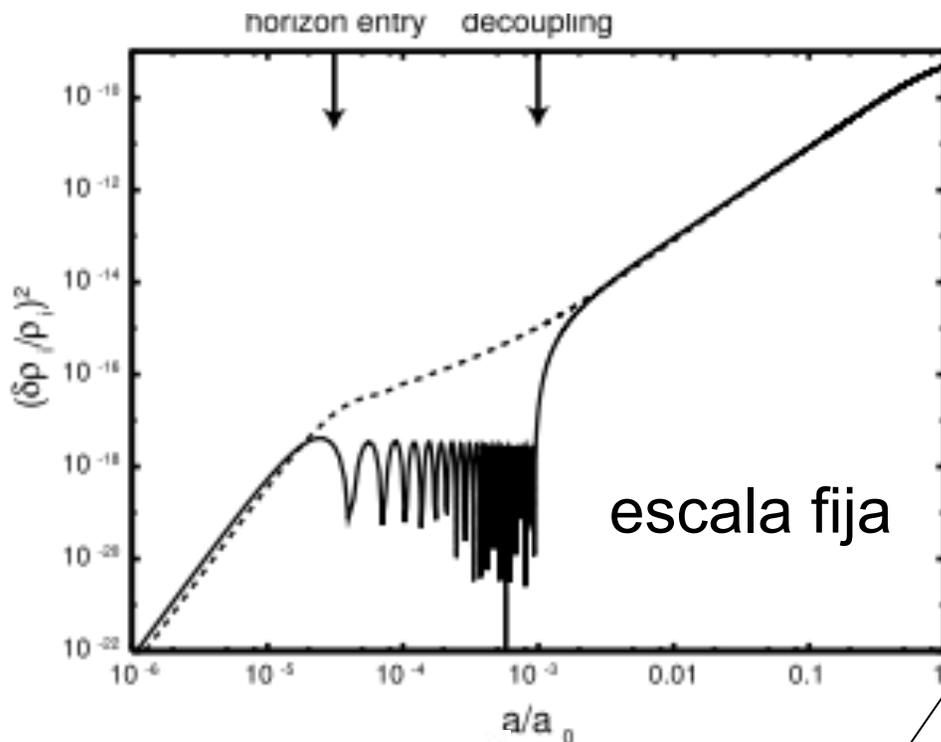
**Nelson Padilla**

**Curso Cosmología**

**Prof. Mario Hamuy**

**2do semestre 2012**

Resumen:



## 2) Procesos de Disipación (Damping por bariones)

- Escala en la que difusión de fotones puede borrar perturbaciones en el fluido de materia y radiación => Damping de Silk.
- Distancia viajada por foton desde el equality hasta el momento de último scattering es:

$$\lambda_s = 2.7 (\Omega \Omega_B h^6)^{-1/4} \text{ Mpc}$$

Si el modelo incluye materia oscura, este efecto pierde importancia dado que los bariones caen dentro de los pozos de potencial de Materia oscura luego del último scattering.

- Aparte de tener un crecimiento retardado, perturbaciones de muy pequeña escala serán completamente borradas. Esto puede pasar de dos maneras.
  - Partículas de materia oscura las borran por medio de free streaming: velocidades aleatorias hacen que concentraciones pequeñas se dispersen.  
Antes del equality ( $kT > mc^2$ ), las partículas viajan a  $c$ , por lo que la estructura de toda escala que entra en el horizonte queda borrada.

Este proceso termina cuando las partículas dejan de ser relativistas.

Si tenemos partículas masivas, esto ocurre mucho antes que  $z_{eq}$  (Cold Dark Matter).

En este caso fluctuaciones de  $0.0000001M_{tierra}$  pueden sobrevivir

Jerarquía de formación de estructuras

Si tenemos neutrinos masivos, esto solo ocurre en  $z_{eq}$  (Hot Dark Matter).

Aquí sobreviven cúmulos de galaxias solamente,  $10^{16}M_{sun}$

Escenario TOP-DOWN

- En un Universo bariónico (sin materia oscura), el proceso se llama Silk Damping: el camino medio de los fotones debido a scattering por el plasma es distinto de cero, y la radiación se puede difundir desde una perturbación, pero debe llevar con ella al plasma por medio de convección. La escala de damping está dada por

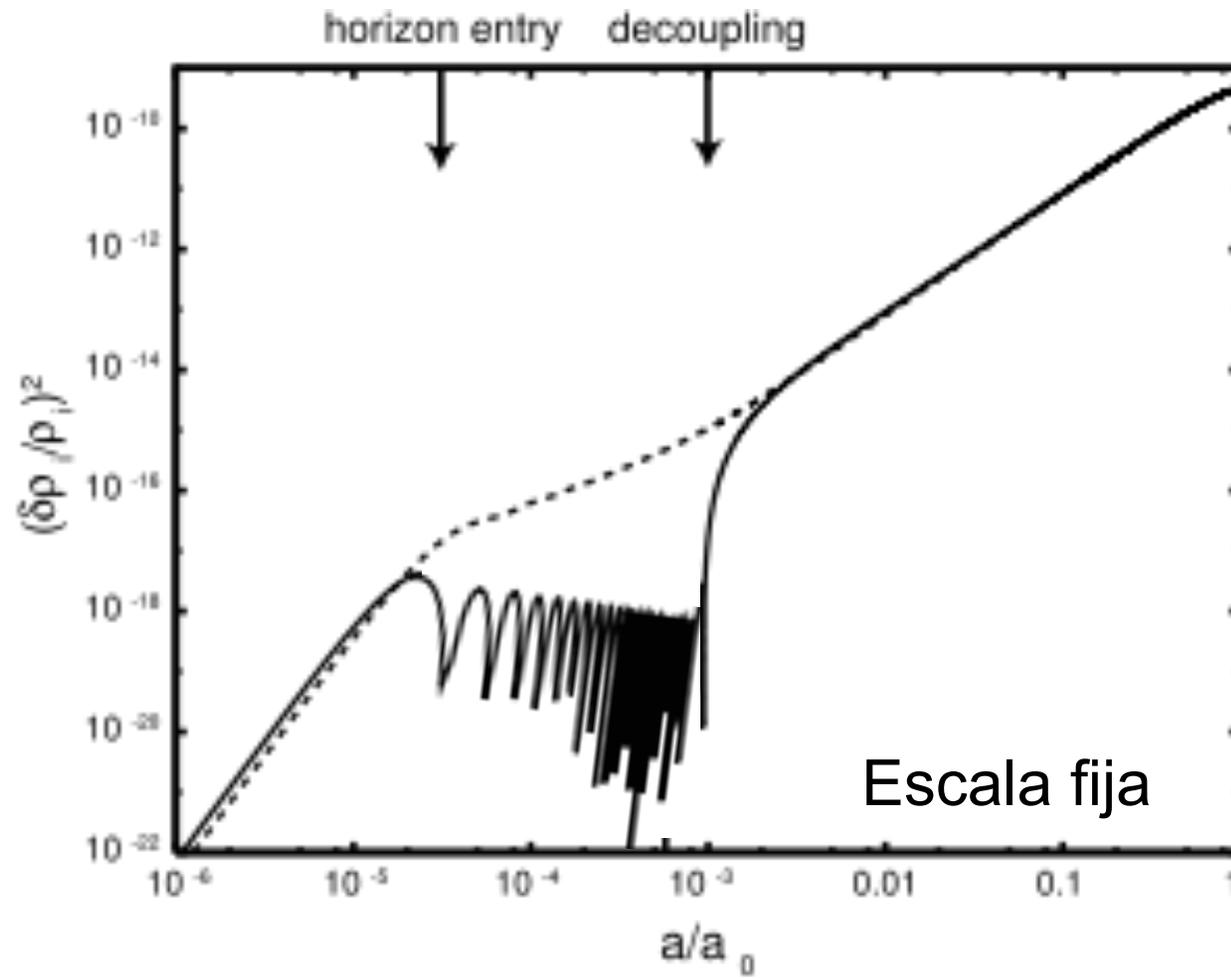
$$\lambda_s = (\lambda d_H)^{1/2}$$

que es la media geométrica del horizonte y el camino medio libre. Usando la sección del scattering de Thompson,

$$\lambda_s = 16.3 (1+z)^{-5/4} (\Omega_B^2 \Omega h^6)^{-1/4} \text{ Gpc}$$

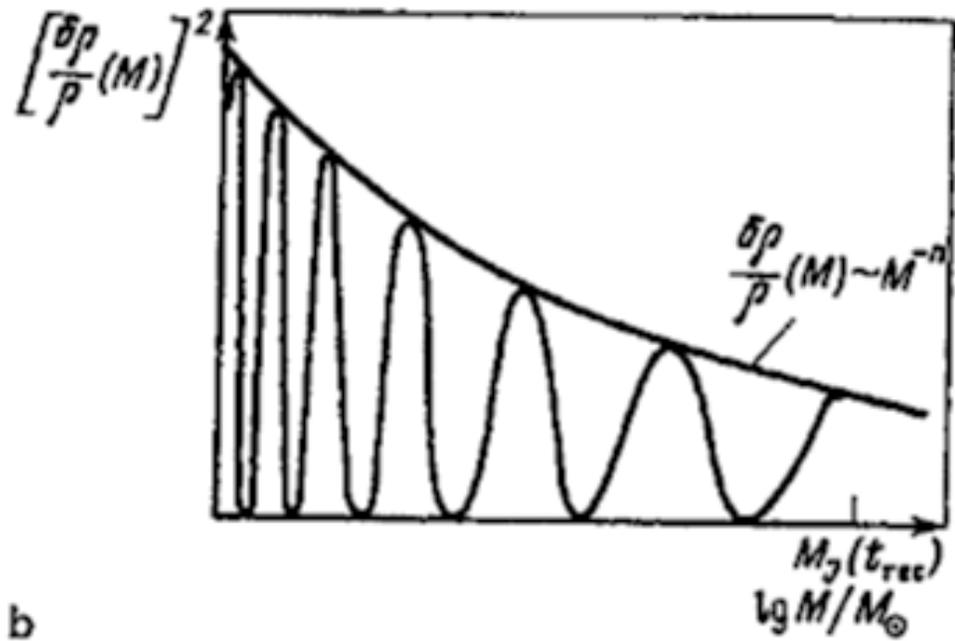
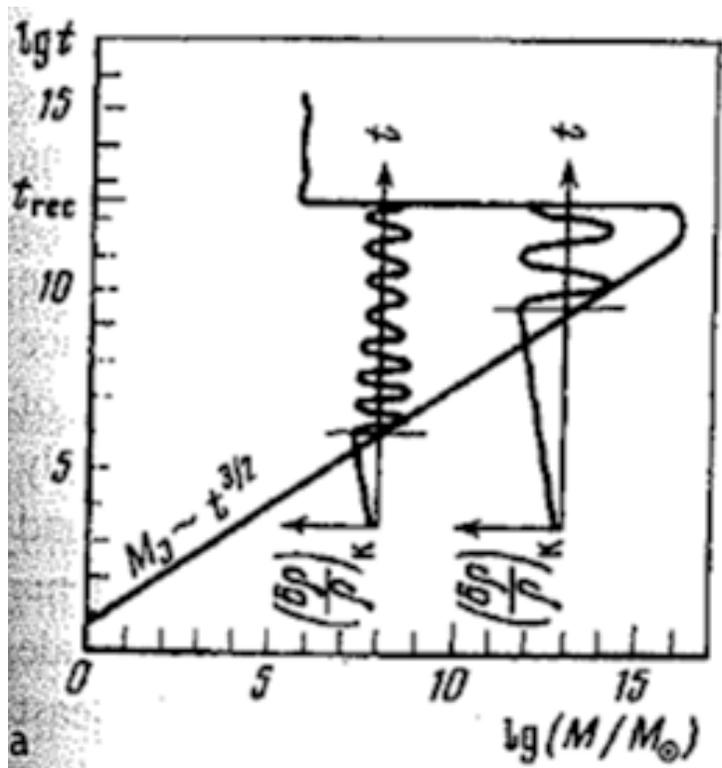
Esta escala es similar a la de Jeans cerca de la superficie de último scattering,  
 $1+z=1000$

# Crecimiento de una sobredensidad.



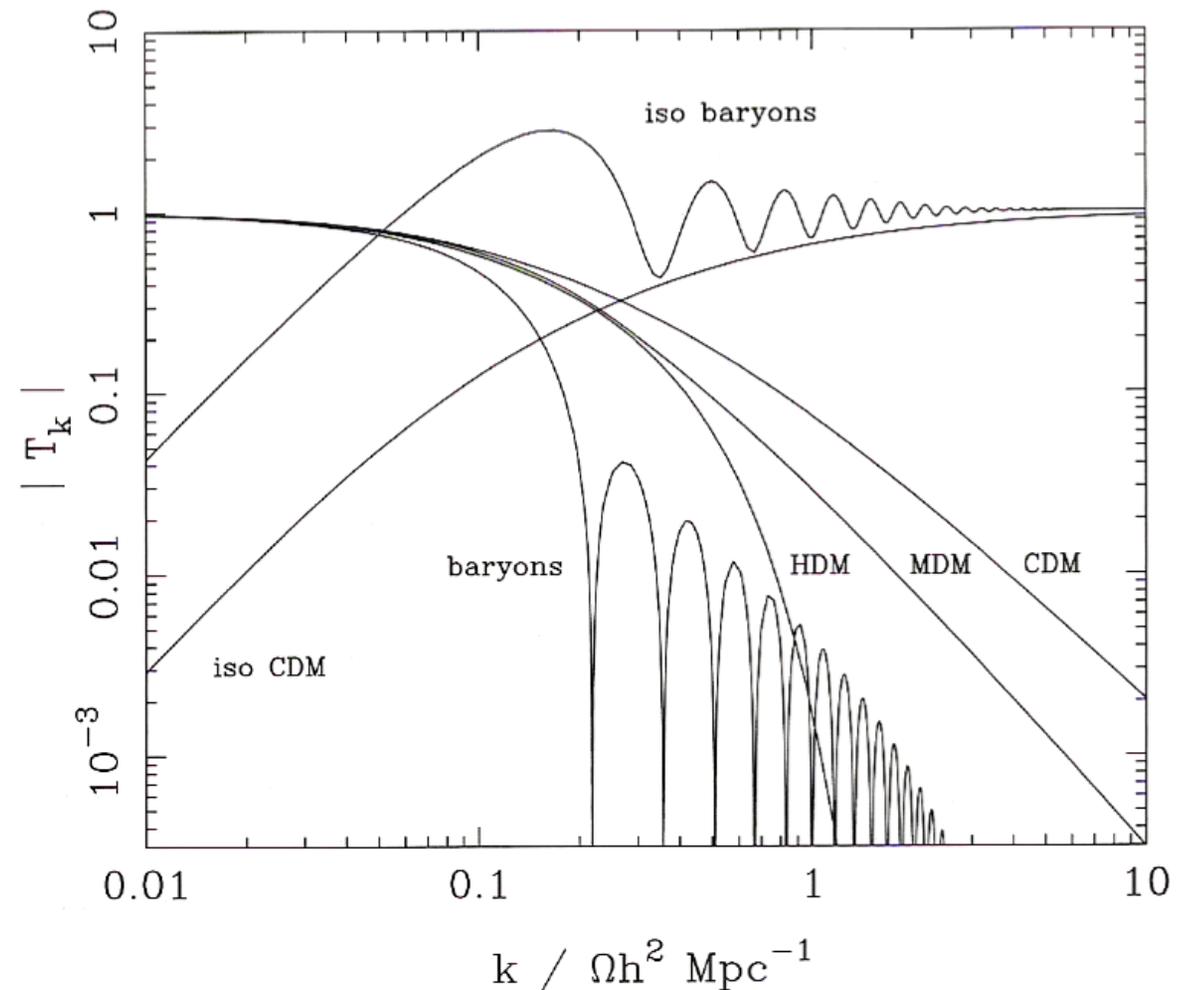
Tiempo ->

# Oscilaciones acústicas de bariones:

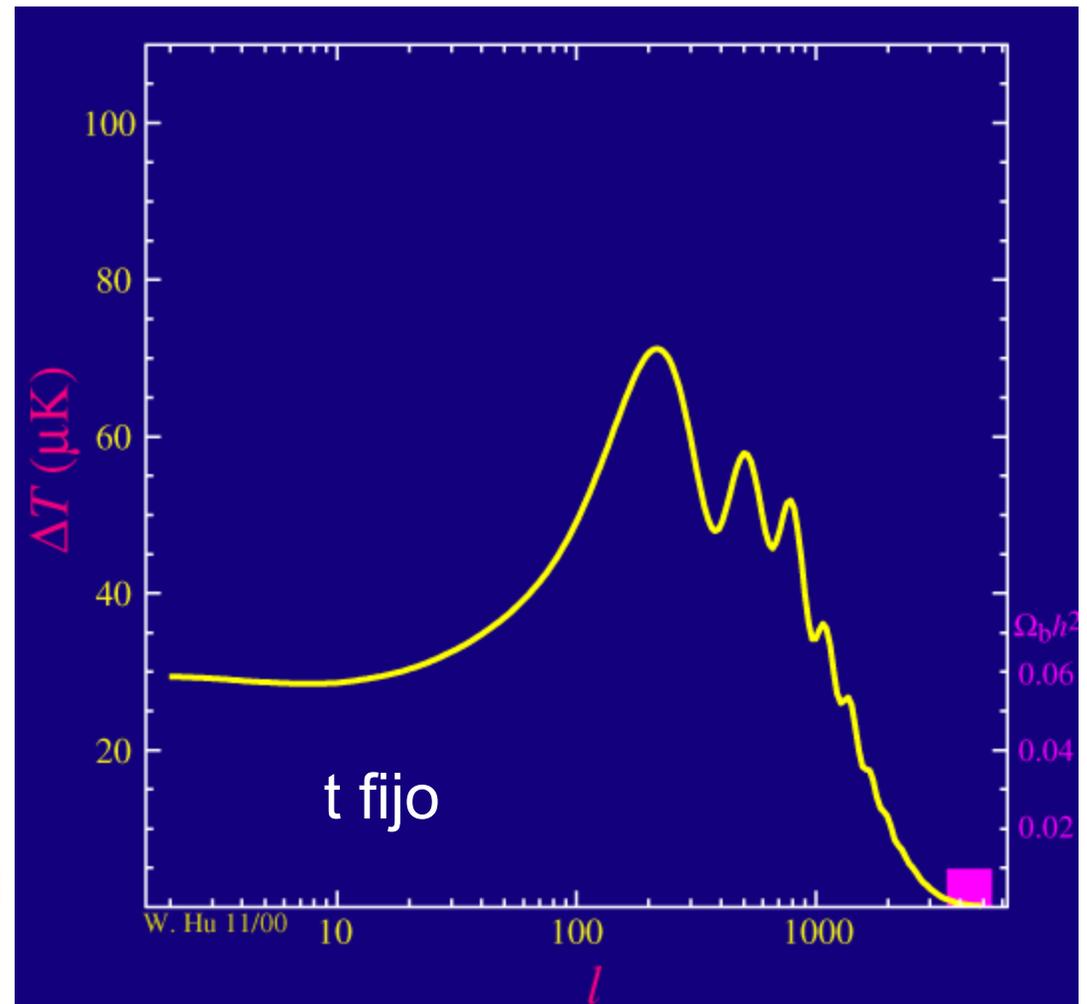
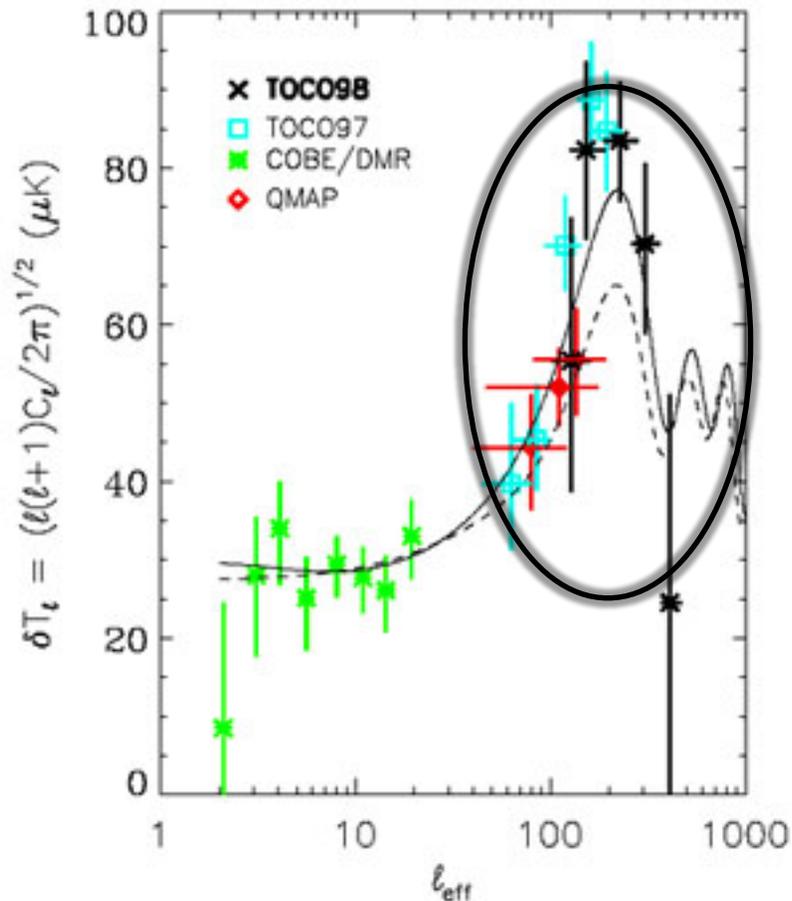
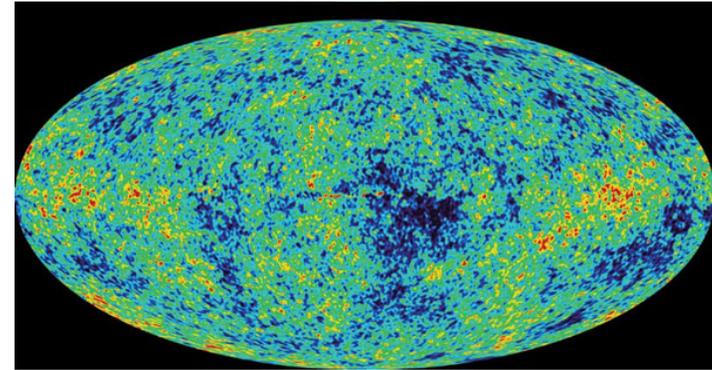


# Ajustes a la Función de Transferencia

Estos resultados son aproximaciones solamente. Es útil tener buenos ajustes analíticos que describan con exactitud la forma de la función de transferencia.

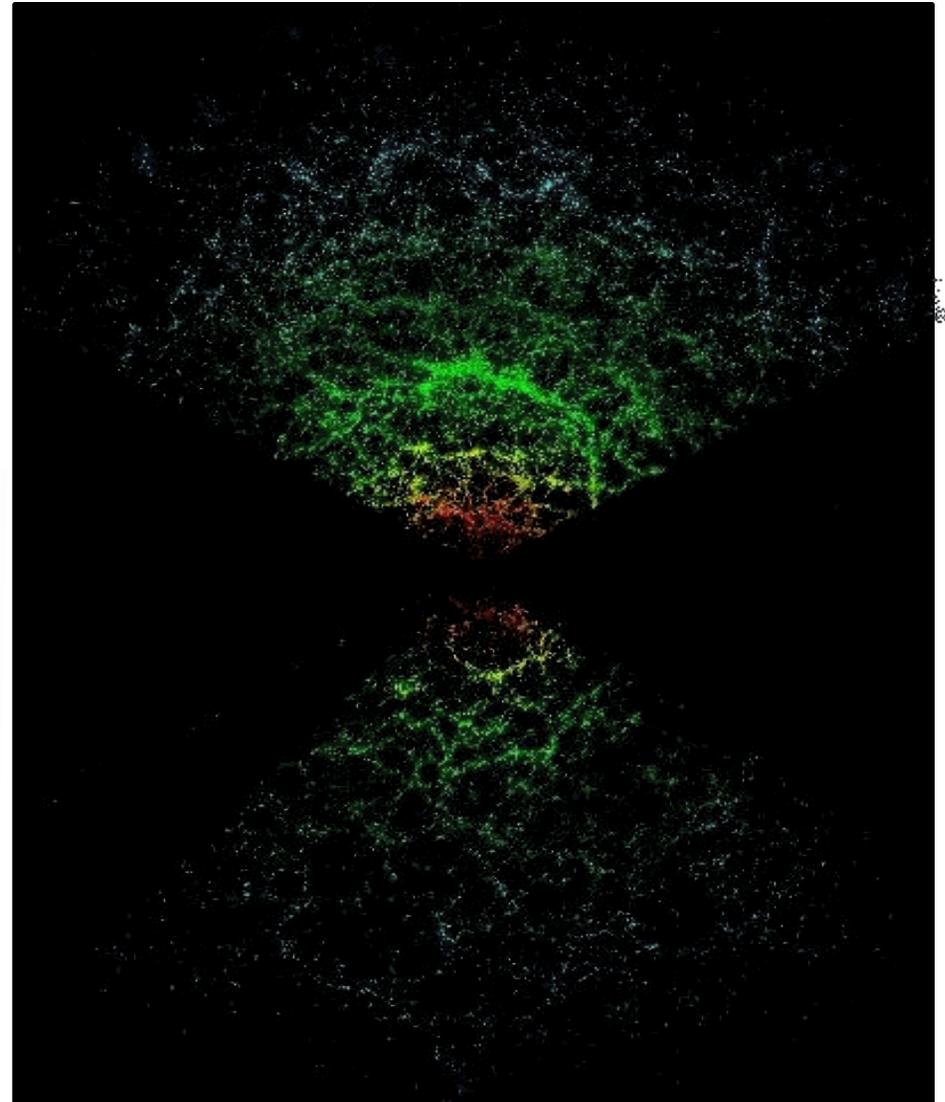
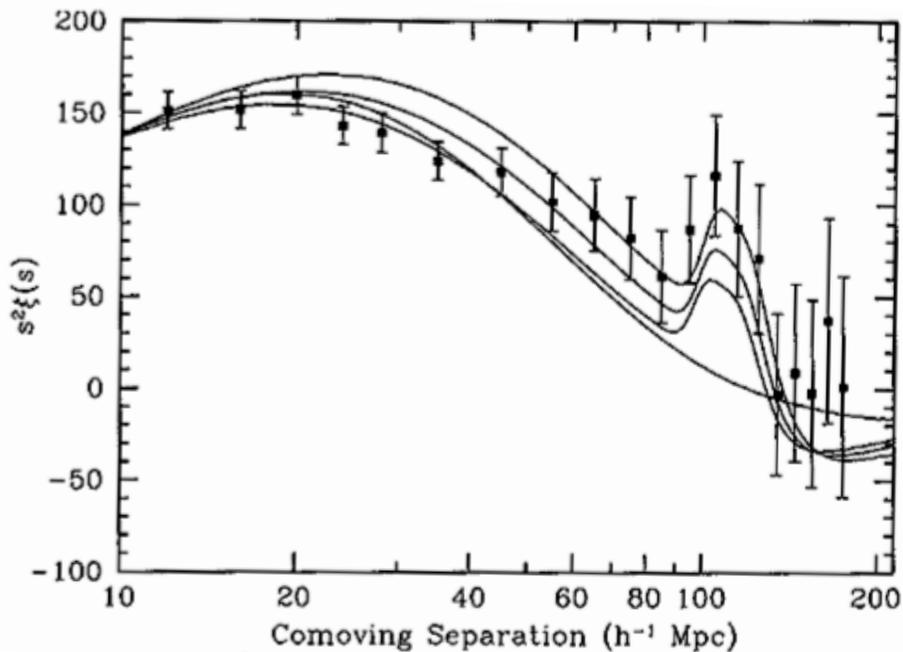


Ajustando parametros de la funcion de transferencia para reproducir el espectro del CMB:



# También a la distribución de galaxias en el presente:

Medición de los peaks acústicos de bariones en la función de correlación de Luminous Red Galaxies en el SDSS.



# Efectos no lineales:

- Efectos importantes mucho tiempo después de recombinación, empezando cuando  $t=100\text{Myr}$ .
- Las ecuaciones de movimiento son no lineales y por lo tanto no tienen solución analítica.
- Posibilidades:
  - Aproximaciones donde las fluctuaciones son levemente más altas que en caso lineal
  - Simulaciones para casos de fluctuaciones tan altas como las observadas (galaxia es 1000000 de veces más densa que la media del universo).

# Halos: objetos colapsados

- Modelo de colapso esférico: el crecimiento de fluctuaciones esféricas más allá de régimen lineal es como si localmente  $\Omega > 1$ ,

$$\delta = 3/20 (6t/B)^{2/3} + o(5); r = A(1 - \cos\theta), t = B(\theta - \sin\theta)$$

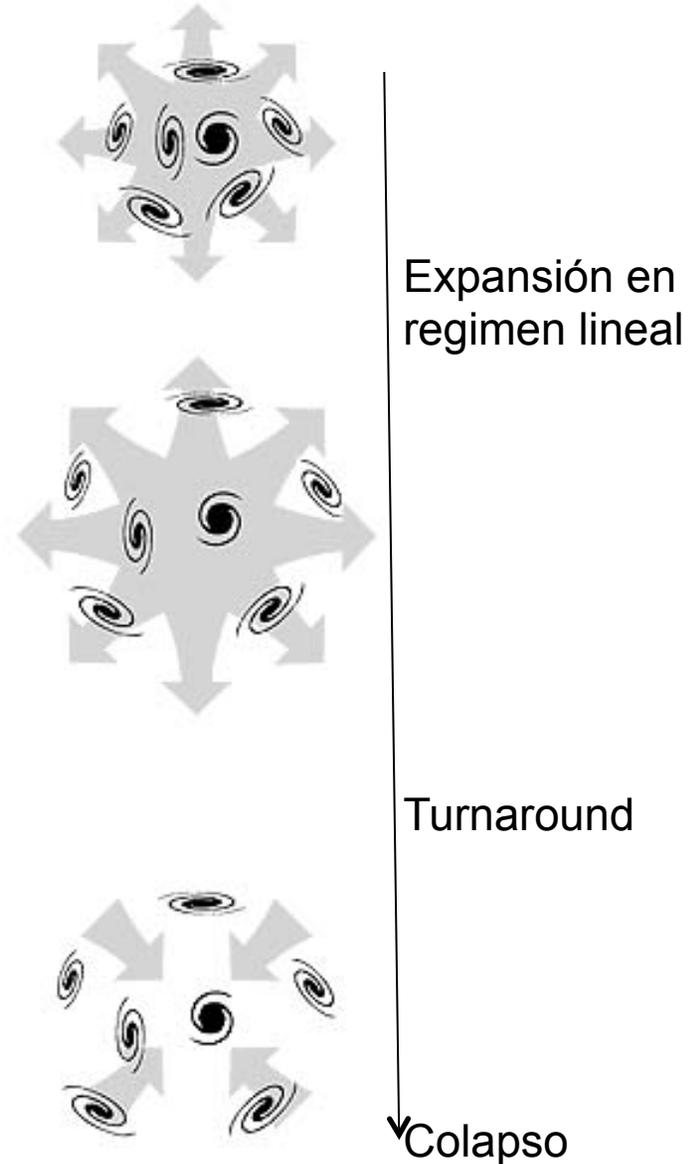
- Turnaround:** Esta fluctuación se separa de la expansión y alcanza un radio máximo en  $\theta = \pi$ ,  $t = \pi B$ . Aquí la aproximación de  $t^{2/3}$  ya no es válida porque  $\delta \sim 5.55$

- Colapso:** en presencia de gravedad (solamente), la esfera colapsa a singularidad en  $\theta = 2\pi$ . Esto ocurre cuando

$$\delta_{lin} = (3/20)(12 \theta)^{3/2} \sim 1.69 = \delta_c$$

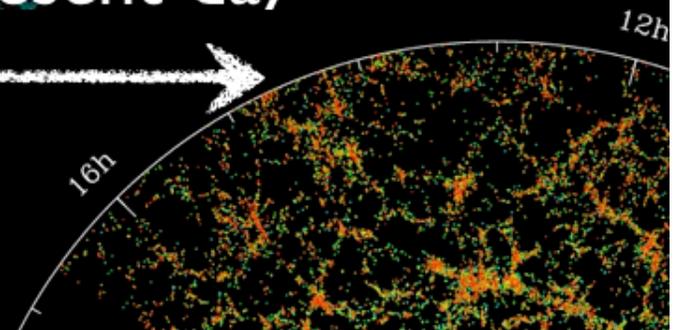
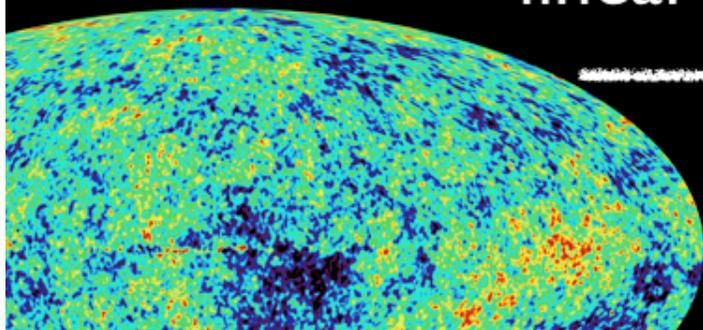
- Virialización:** el colapso incluye disipación, y por el teorema del virial,

$$1 + \delta_{vir} \sim 178 \Omega^{-0.7}$$



Models

Use non-linear simulations to follow evolution from linear regime to the present-day



# Condiciones iniciales:

## La aproximación de Zeldovich (1970)

- PEACOCK 1999, 15.8.
- Teoría Lagrangiana (1er orden es mejor que Euleriana de 1er orden).
- Enfoque cinemático a la formación de estructuras.
- Se aplica a distribución uniforme de partículas
- Se calculan los desplazamientos iniciales de partículas y se asume que éstas continúan moviéndose en esta dirección inicial ( $x$ ,  $q$ ,  $f$  y  $k$  son vectores):

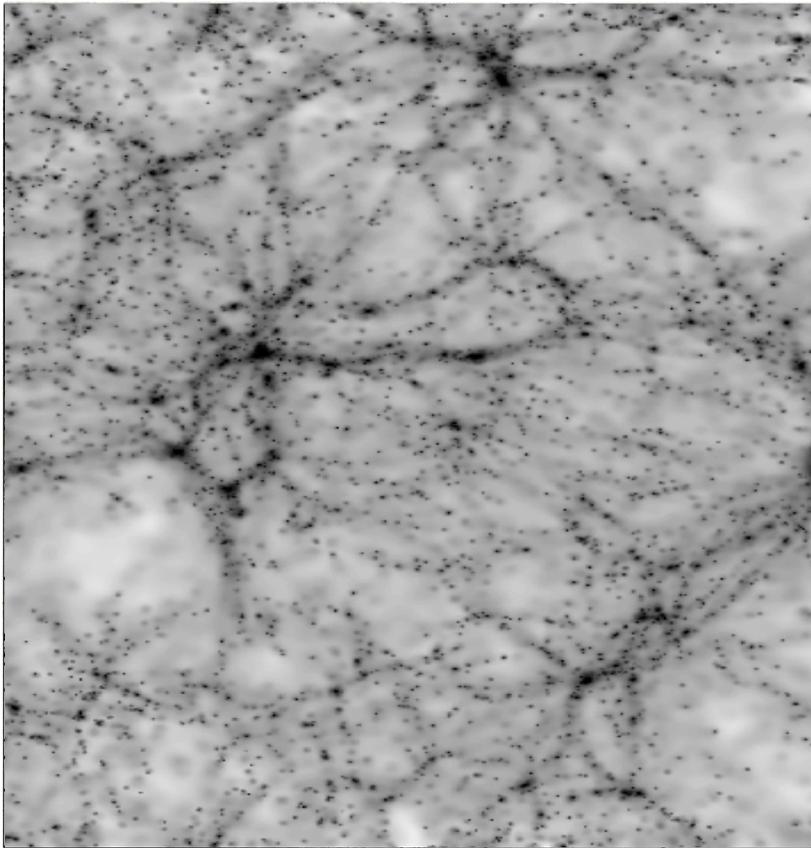
$$x(t) = R(t)q + b(t)f(q)$$

Esto tiene la pinta de una expansión de Hubble con una perturbación =>

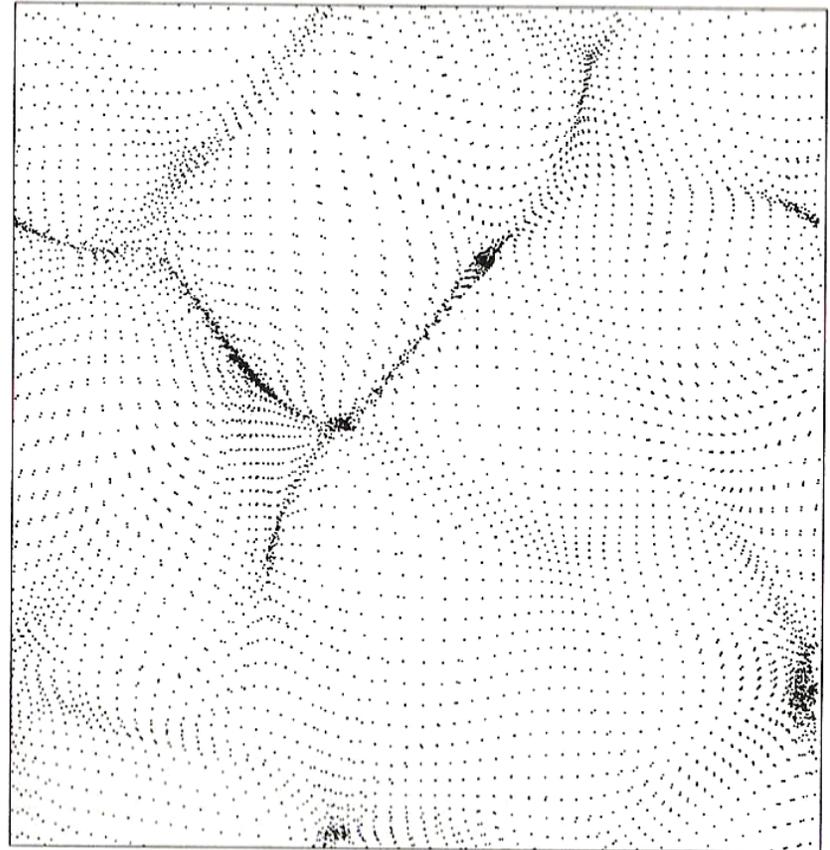
- $q$  son coordenadas comóviles en  $t=0$
- $b(t)$  escala del campo de desplazamiento  $f(q)$ , independiente de  $t$ .
- La relación con las fluctuaciones es  $\delta = -b/R \nabla \cdot f$
- Entonces  $D(t) = b(t)/R(t)$  y  $x(t) = R(t)[q + D(t)f(q)]$
- Relación con  $P(k)$ : en el espacio de Fourier,

$$f_k = -i \delta_k / |k|^2 k$$

# Zeldovich en acción:



(b)



# Zeldovich en acción:

Usos:

- se demostró que condiciones iniciales producen soluciones tipo panqueque.
- condiciones iniciales de simulaciones numéricas

# Efectos no lineales: Modelos de N-cuerpos

- Las ecuaciones de movimiento son no lineales. Para seguir su evolución se pueden utilizar simulaciones de N-cuerpos.
- Aquí, el campo de densidades es representado por un conjunto de partículas discretas ficticias.
- Las ecuaciones de movimiento de cada partícula dependen del campo gravitacional generado por todas las otras partículas.

- Se usan pequeños pasos de tiempo para mover y acelerar a las partículas, y para calcular nuevamente el campo gravitacional para comenzar una nueva iteración.
- En Unidades comóviles ( $u$ ,  $g$ ,  $k$  y  $x$  son vectores):

$$d/dt u = -2 da/dt/a u - 1/a^2 \nabla\Phi,$$

Donde  $\Phi$  es el campo gravitacional newtoniano debido a las perturbaciones en densidad.  
Cambiando  $t$  por  $a$ ,

$$d/d\ln a (a^2 u) = a/H g = G/aH \sum_i m_i (x_i - x)/|x_i - x|^3$$

Aquí se calcula la contribución de cada partícula.

- Para grandes cantidades de partículas, esto es imposible de hacer, ya que el número de operaciones va como  $n^2$ .
- Ya que se intenta resolver la ecuación de Poisson, un método más rápido es usar Fourier, ya que esto permite el uso de las transformadas rápidas de Fourier (FFT). Si expresamos el campo de perturbación de densidades como

$$\delta = \sum \delta_k \exp(-i kx)$$

entonces la ecuación de Poisson puede escribirse como:

$$-k^2 \Phi = 4\pi G a^2 \langle \rho \rangle \delta_v$$

Entonces, las componentes en el espacio de  $k$ 's para  $\nabla\Phi$  son

$$(\nabla\Phi)_k = -i \Phi_k k = (-i4\pi G a^2 \langle \rho \rangle / k^2) \delta_k k$$

Eliminando la densidad utilizando el parámetro de densidad,

$$\begin{aligned} d/d \ln a(a^2 u) &= \sum F_k \exp(-i k x), F_k \\ &= -ik \, 3\Omega_m H a^2 / (2k^2) \delta_k \end{aligned}$$

# Grides y Cubos computacionales.

- La forma eficiente consiste en tomar medias del campo de densidades en grides y usar el algoritmo FFT para transformar la densidad y obtener las fuerzas haciendo una transformacion inversa:

## Código Particle-Mesh (PM)

Complejidad: mínima, salvo en asignar masas a los puntos del grid e interpolar la fuerza calculada para el grid a las posiciones de las partículas individuales.

- ❑ La forma más simple: binear los datos.
- ❑ Funciones más complejas que una simple función sombrero.

Sin embargo, PM puede llegar sólo hasta una cierta precisión.

Un mejor Código:

### Particle-Particle-Particle-Mesh

- Aquí se calculan fuerzas entre partículas individuales en celdas cercanas, y se usa la estima en grides para las celdas más lejanas.

Otras opciones: Tree-code

- Estos no usan FFT.
- Ejemplo: GADGET, el código utilizado para correr la simulación Millenium (disponible en el DAA)

Problemas con estos códigos:

- Una sola partícula representa una gran masa ( $M_{\text{tot}} = n M_p$ ). Encuentros cercanos pueden producir grandes cambios de energía debido al tamaño finito de los pasos de tiempo.
- Solución: longitudes de suavizado => limitan resolución

$$F = \text{cte } 1/(r+l_{\text{soft}})^2$$

# Ejemplo:

- Lado de box =  $500 h^{-1} \text{ Mpc}$
- N partículas =  $2048^3$
- Grid Fourier con  $2048^3$  nodos => una partícula por nodo.
- Tamaño de celda es similar a cúmulo de galaxias.
- Si estuviéramos interesados en estudiar los interiores de cúmulos, con densidades mayores a  $10^3$ , necesitamos distancias típicas del 5% del tamaño de una celda.
- Ésta es la escala en la que se debe suavizar para evitar efectos de colisiones entre pares de partículas.

Entonces:

- Simulaciones numéricas limitadas por resolución de masa
- Esto a su vez limita la resolución espacial para modelar la evolución del fluido no-colisional.

# Mayores obstáculos para simulaciones:

- Estas simulaciones sólo tratan la componente no-colisional. Sin embargo, cerca del 20% del material del Universo es Bariónico y por lo tanto disipativo.
- Regiones de alta densidad; el gas es calentado por choques y enfriado radiativamente si es lo suficiente denso.
- Si el enfriado es eficiente => se forman estrellas, que inyectan nueva energía al gas que las rodea mediante SN y vientos estelares.

Una solución: agregar hidrodinámica a las simulaciones. No hay grandes resultados en este área todavía:

- ❑ Tratar flúidos es más costoso computacionalmente
- ❑ Menor resolución que códigos puramente no-colisionales
- ❑ Menores volúmenes también => dudas sobre representatividad de resultados por variancia cósmica.

# Condiciones iniciales, Contenido de Materia y Funciones de Transferencia.

Ingredientes necesarios para la formación de estructuras ya contenidas en las condiciones iniciales de simulaciones:

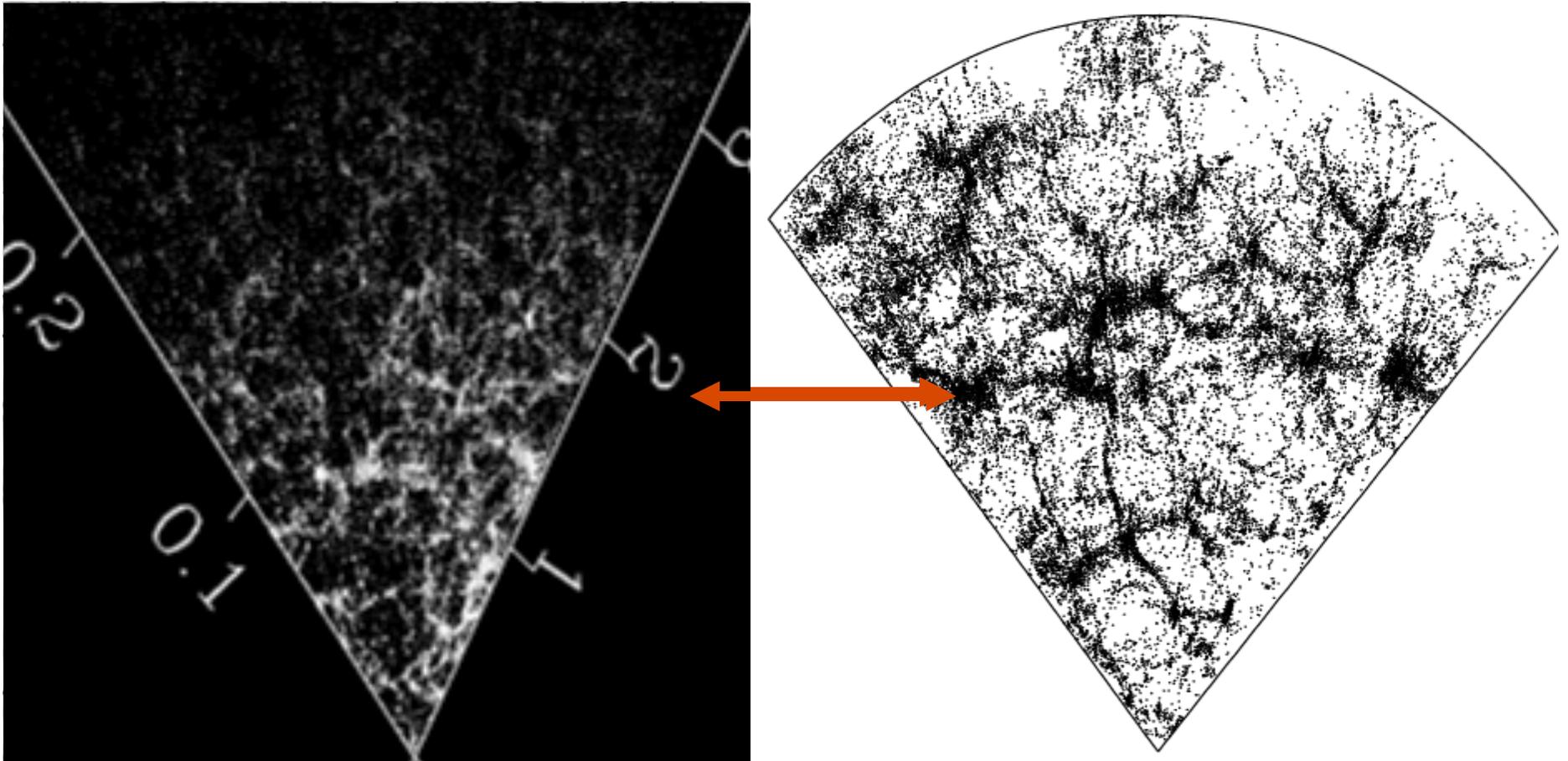
- Condiciones iniciales. Crecimiento por auto-gravitación
- Efectos de presión
- Procesos disipativos

Esto esta codificado en el espectro de potencias inicial.

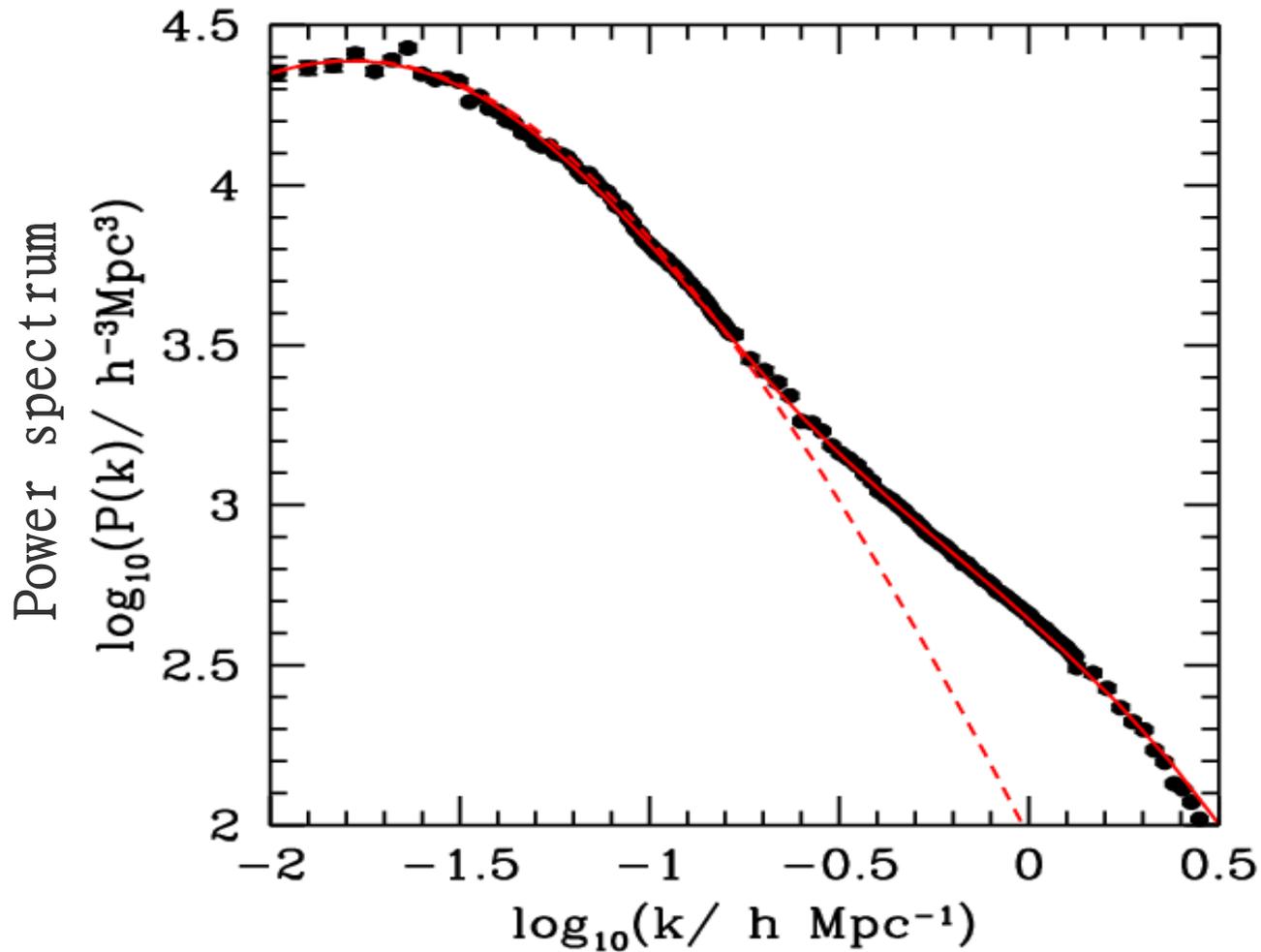
Una vez corridas hasta el redshift final:

- Evolución no lineal
- Población de halos de materia oscura
- Historias de mergers de halos
- Estructura en gran escala, filamentos, paredes, movimientos peculiares, fingers of god...

# Simulación numérica en acción:



Medida cuantitativa de no-linealidad del campo de fluctuaciones evolucionado:



# Cuándo detener una simulación:

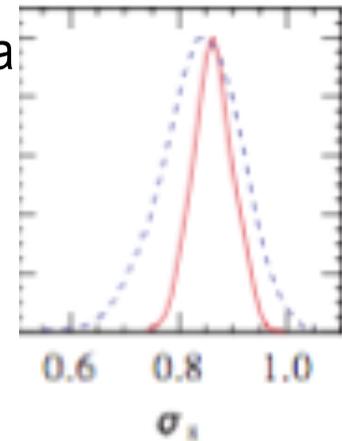
- Fluctuación de densidad comparable entre simulación y medición en el Universo real:

$$\sigma^2 = V/(2\pi)^3 \int P(k) |f_k|^2 k^2 d^3k$$

donde  $|f_k|^2$  es la transformada del filtro usado (de una caja por ejemplo).

- Esta variancia es fácil de calcular con datos reales: es la variancia del numero de cuentas en una celda de un dado volumen.
- Por lo general se eligen esferas de radio  $r=8\text{Mpc}/h$ . Por esto se la un valor actual obtenido a partir de datos observacionales:

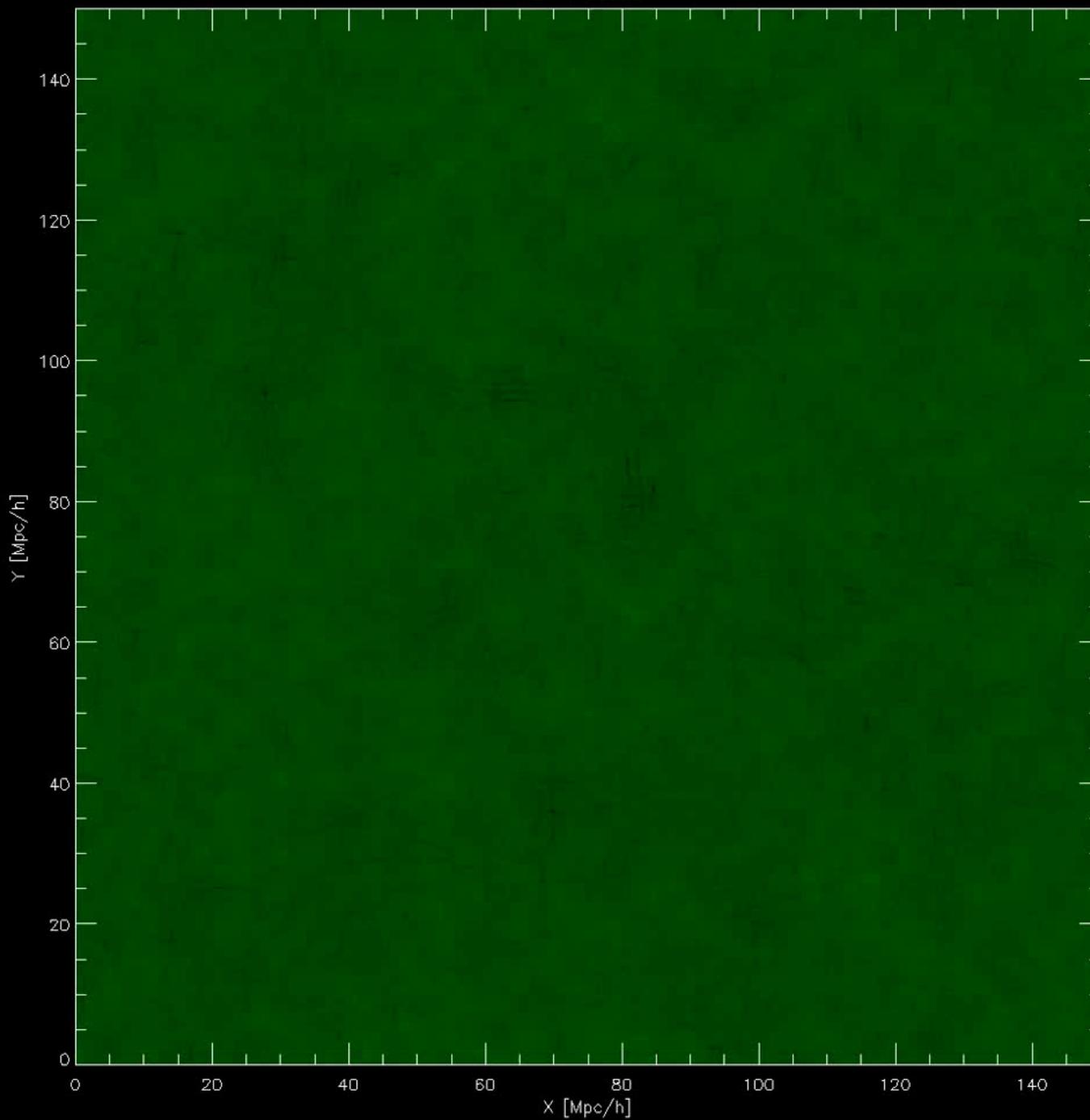
$$\sigma_8=0.8-0.9$$



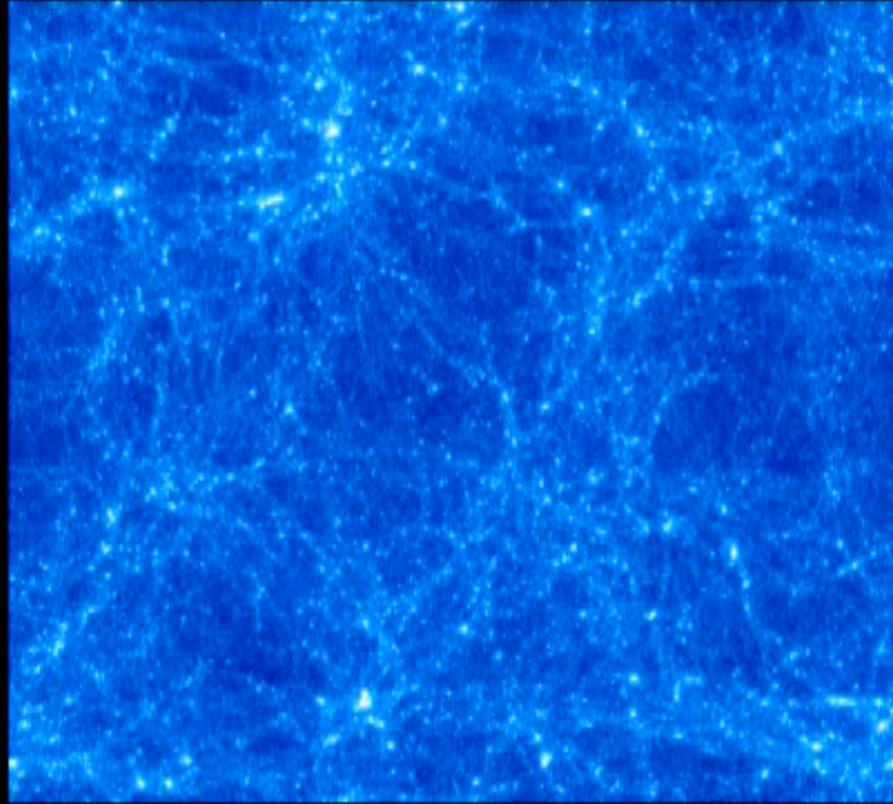
# Cuándo detener una simulación 2:

- Para saber cuándo detener una simulación de antemano:
  - 1) Calcular  $\sigma_8$  para un dado espectro de potencias lineal (que depende sólo de los parámetros cosmológicos) correspondiente a condición inicial de Zeldovich.
  - 2) el espectro de potencias no-lineal crece  $\propto R^2$ , sobre todo en escalas grandes.
  - 3) con  $\sigma_8$  esperado para  $z=0$  en la simulación y el medido en la condición inicial se sabe el número de factores de  $R$  necesario para que la simulación llegue al  $\sigma_{8,fin}$  final  $R_{fin}/R_{ini} = \sqrt{(\sigma_{8,fin}/\sigma_8)}$ .
  - 4) Se corre simulación sin necesidad de medir  $\sigma_8$  en cada paso de tiempo.

$z = 19.36$



75 [Mpc/h]



# Geryon (computador en AIUC)

- 512 cores, 2TFlops (~100xcomputador actual individual)
- 1TB de memoria total
- 300TB de disco
- Abierta para su uso por grupos de investigación en astronomía de todo Chile.
- 80% de ocupación:

2E20 operaciones desde 2009.

Astro expertos:

# Una nueva ingeniería se enfoca en los súper telescopios

La U. Católica atenderá a los grandes observatorios, sus edificios, instrumentos, datos. La U trabaja detectores de radioastronomía.

NICOLÁS LUCO ROJAS

“La astronomía empuja la tecnología hasta su límite”, dice Leopoldo Infante, el director del Centro de Astro-Ingeniería que la Pontificia Universidad Católica inauguró hace una semana.

Fuera de Chile se fabrican los instrumentos astronómicos, los software para analizar los datos. El centro quiere transferir estas capacidades al país.

Hasta hace poco, Chile sólo preparaba astrónomos.

Ahora se quiere abarcar más, como si una escuela de cocina se abriera, desde capacitar sólo chefs, a generar expertos, inventar y proveer alimentos, o fabricantes de hornos, o creadores de envases.

En el centro ya operan con el computador astrofísico más poderoso de toda Latinoamérica, según Nelson Padilla, jefe del área de cómputo. Está instalado provisoriamente en el edificio de Astronomía, porque ya se construirán un edificio propio. Tienen el sitio y la voluntad.

Y la necesidad.

La Universidad de Harvard

“Queremos ofrecer los servicios para manejar los telescopios del futuro”.

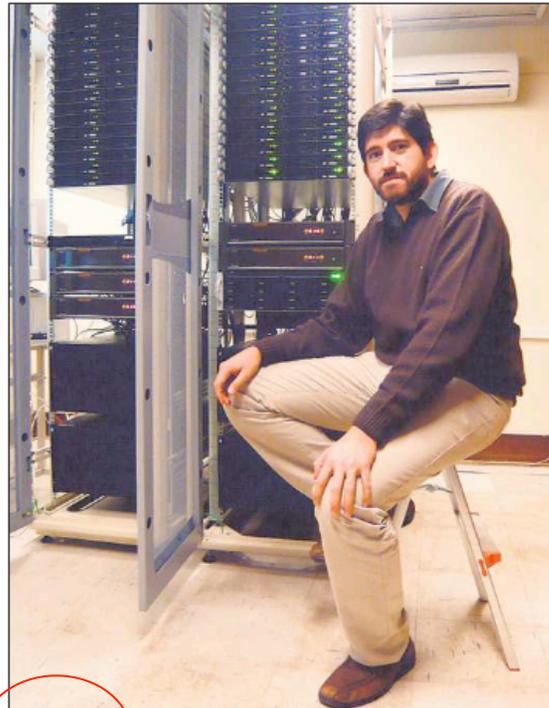


LEOPOLDO INFANTE  
DIRECTOR DEL CENTRO DE  
ASTRO-INGENIERÍA UC

“La Universidad de Padua lleva 400 años en esto; no necesitaremos tanto para ponernos al mismo nivel”.



LEONARDO BANZI  
JEFE DEL LABORATORIO DE  
INSTRUMENTACIÓN,  
ASTRO-INGENIERÍA UC



UNA BALA.— Nelson Padilla dice que el computador del Centro de Astro-Ingeniería de la UC resuelve en un mes lo que a un PC le tomaría 500 años.

## Los 9 cetáceos menos conocidos

Los zifios o ballenas picudas son cetáceos dentados (odontoceti) como los delfines y los cachalotes, pero han sido muy poco estudiados. Viven a grandes profundidades y se alimentan de pulpos y calamares.

### Ballena picuda del Perú

*Mesoplodon peruvianus*

Macho desarrolla dientes no visibles a simple vista. En Chile se han encontrado cuatro cráneos en el norte.



### Ballena picuda (o Mesoplodonte) de Héctor

*Mesoplodon hectori*

Sus dientes, con forma de triángulo equilátero, se ubican cerca de la punta de la mandíbula y se observan externamente. Sólo se dispone de un registro de restos óseos, al sur de isla Navarino.



### Ballena picuda (o mesoplodonte) de Bahamonde

*Mesoplodon bahamondi*

Se sabe muy poco de él. Su nombre honra al biólogo chileno Nibaldo Bahamonde. Se han encontrado escasos restos en isla Juan Fernández.



### Ballena picuda de Blainville

*Mesoplodon densirostris*

El macho posee dos grandes dientes que sobresalen cuando su boca está cerrada. Dos varamientos, uno al sur de Puerto Montt y otro en la costa de Concepción.



NICOLÁS LUCO

# Nuevo computador en 2012

- 20Tflops
  - 520 cores
  - 4TB de memoria
- 10x capacidad actual!

NLHPC (2013): recurso compartido con todas las ciencias, pero factor 5x extra para runs especiales.

Resumen:

