

# Tema 14:

# Cuestiones abiertas en Cosmología

Consultar: "An Introduction to Modern Cosmology", Liddle, libro entero (en especial, Temas 10-15)  
"Galaxies and Cosmology", Jones & Lambourne, 2007, Cambridge, tema 8 (J&L07).  
NASA Extragalactic Database (NED) Level 5: <http://ned.ipac.caltech.edu>.



# Objetivos del tema

- **Presentar críticamente los éxitos y fracasos del paradigma actual sobre la formación y evolución del Universo.**

- ◆ **¿Entendemos cómo se formó el Universo?**
- ◆ **¿Qué líneas de investigación debemos seguir para avanzar en nuestro conocimiento en Cosmología?**



# 14.1. Éxitos de la Teoría del Big Bang

Los principales éxitos de la Teoría del Big Bang Caliente son:

- ◆ Caracterización de la expansión del Universo. Quizás no establece el origen de la expansión.
- ◆ Explicación del origen de la CMB.
- ◆ Nucleosíntesis: origen de los elementos ligeros.
- ◆ Bases de los procesos de desacoplo.
- ◆ Reionización.
- ◆ Evolución de galaxias y LSS: Universo jerárquico. Tampoco habla del origen primario de la LSS ya que el Universo debería ser homogéneo e isótropo, pero eso no es verdad a pequeña escala.



# 14.2. Cuestiones abiertas

El modelo cosmológico actual presenta varias limitaciones que hay que tener en cuenta:

- ◆ Asume que el Universo es un fluido homogéneo e isótropo. Esto implica que el tratamiento matemático en los modelos FRW (métrica, ecuaciones) no es válido para pequeñas escalas. De hecho, según la métrica de RW las galaxias no existen!!!!
- ◆ La introducción de fluctuaciones de densidad resuelve este problema, pero genera otros:
  - Origen de la uniformidad del Universo.
  - Origen de las fluctuaciones de densidad.
  - Origen de la curvatura tan plana del Universo.
  - Origen de la materia (¿por qué no hay anti-materia?).
  - Origen de la LSS.
  - ¿Qué pasa a  $t=0$ ?
- ◆ Los modelos cosmológicos y las mediciones apuntan a la existencia de materia oscura. Es más, ésta domina la materia que gravita.
- ◆ E incluso más impactante es la existencia de energía oscura, que a su vez domina sobre la materia.
- ◆ ¿Por qué el Universo es así?: principio antrópico.



# 14.2.1. Naturaleza de la materia oscura

Hay 4 pruebas principales (además de otras menos importantes) de la existencia de materia oscura (en grandes cantidades). Esta materia estaría compuesta por partículas que **emiten muy poca o nada de luz y que principalmente solo interactúan gravitatoriamente**, dominando su acción gravitatoria en el Universo (85% de la masa total). Las 4 pruebas son:

- Curvas de rotación de galaxias espirales o cálculos de masas viriales para esferoides.
- Dinámica de cúmulos de galaxias.
- Efecto de lente gravitacional: strong and weak lensing.
- Medidas de distancias cosmológicas dentro de los modelos FRW.
- Los cálculos de la nucleosíntesis sobre  $\Omega_b$ , las propiedades de la CMB y la formación de estructuras (galaxias, cúmulos) imponen que esa DM sea no bariónica, y preferentemente fría.

La alternativa es algo como MOND, pero nuestros experimentos sobre la gravedad siempre han funcionado y los resultados son bastante precisos. Incluso MOND no puede explicar las propiedades de los cúmulos y recurren a neutrinos.

En último caso siempre podrías interpretar MOND como la existencia de otra partícula/fuerza de menor orden que la gravedad.

# 14.2.1. Naturaleza de la materia oscura

La materia oscura tiene que ser:

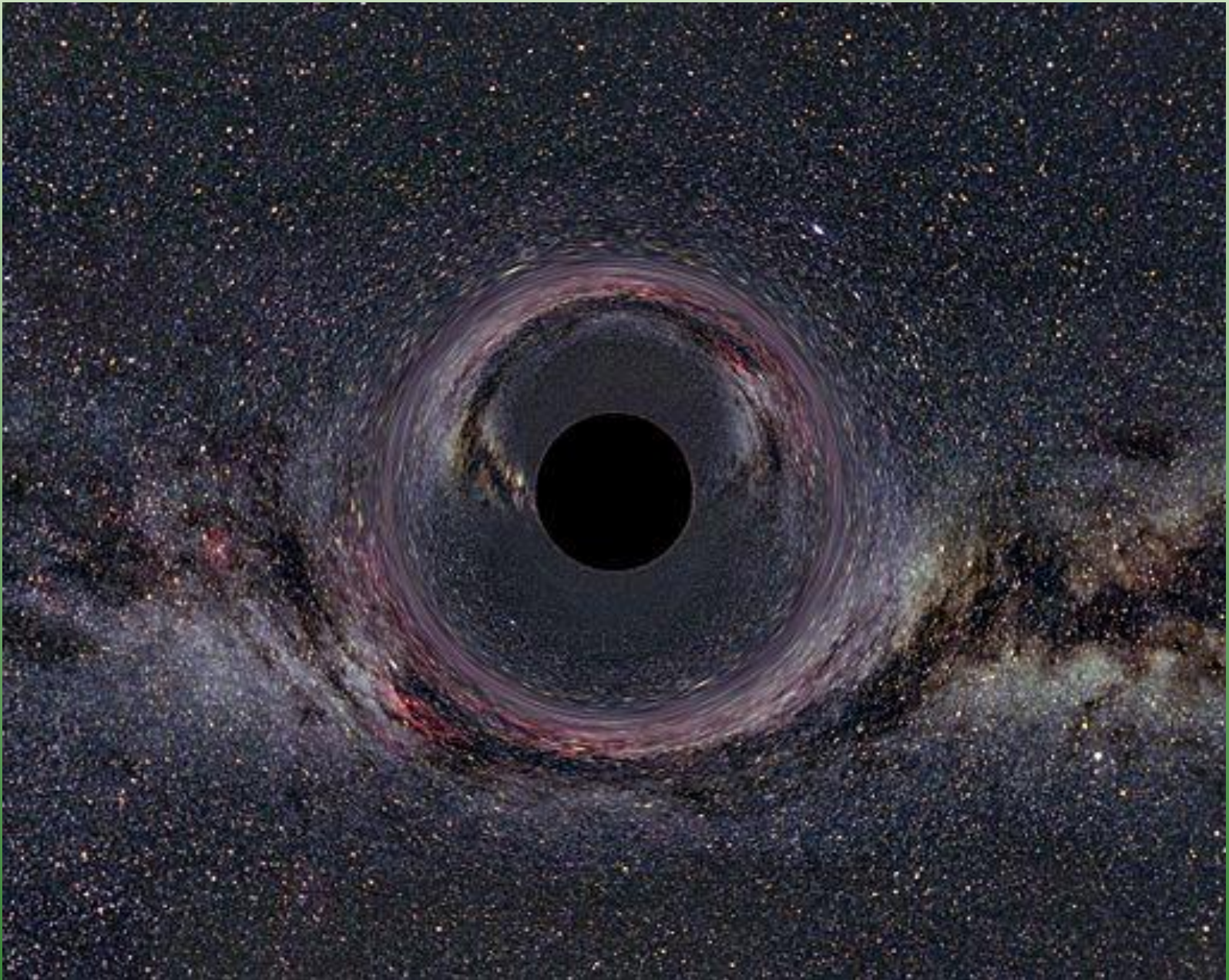
- ◆ No puede emitir desde rayos- $\gamma$ , rayos-x al FIR/radio, así que no puede ser ni gas caliente, ni enanas marrones, ni gas a temperaturas del orden de unos pocos K.
- ◆ No puede absorber, lo que implica que no puede ser gas (p.e., hidrógeno) muy frío. El bosque de Lyman no es suficiente!!!

Esto nos deja con 2 opciones:

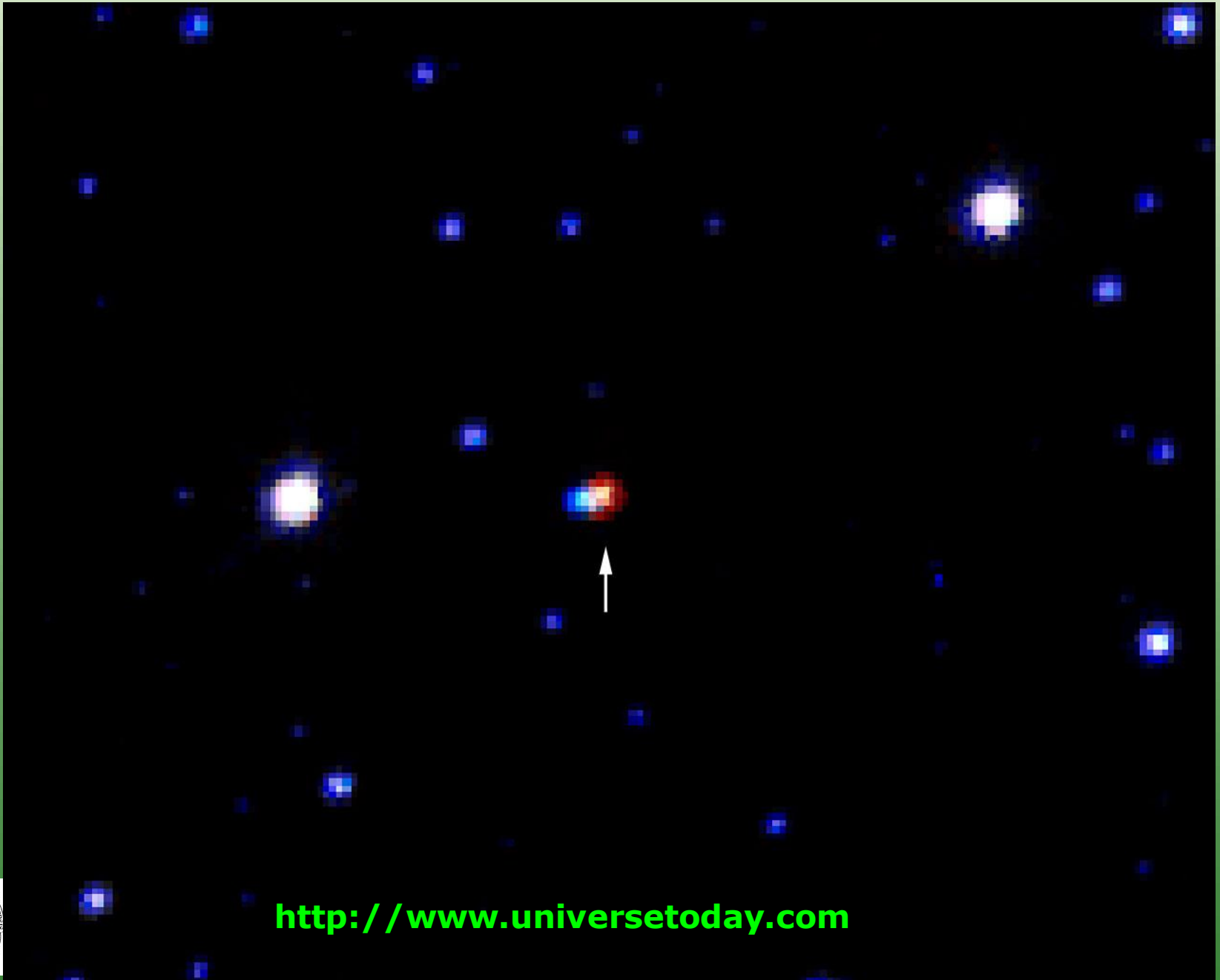
- ◆ Bariónica: MACHOS, RAMBOS, etc... Se detectan pero no es suficiente (<20% de la masa oscura). La nucleosíntesis es un gran éxito de la HBBT y predice que no puede haber muchos bariones. La formación de estructuras también necesita que la materia oscura no sea bariónica (no interaccione con los fotones –un tiempo- antes de la recombinación).
- ◆ No bariónica, es decir, partículas más o menos exóticas:
  - CDM: WIMPS.
  - WDM: neutrinos estériles y gravitinos. WIMPS especiales.
  - HDM: neutrinos.



# 14.2.1. Naturaleza de la materia oscura



# 14.2.1. Naturaleza de la materia oscura

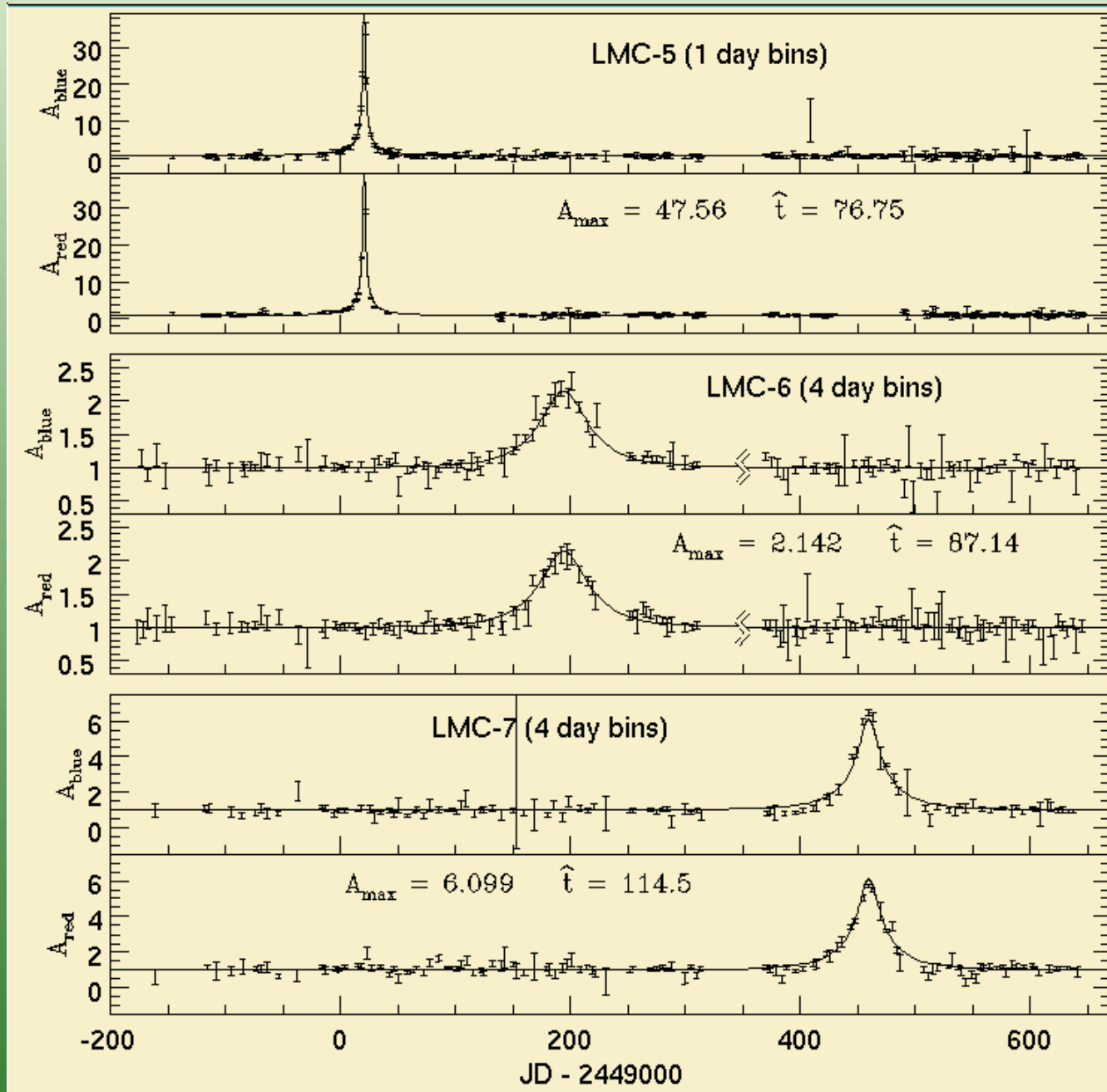


<http://www.universetoday.com>





# 14.2.1. Naturaleza de la materia oscura



[http://wps.prenhall.com/esm\\_chaisson\\_BG4/10/2720/696505.cw/index.html](http://wps.prenhall.com/esm_chaisson_BG4/10/2720/696505.cw/index.html)



# 14.2.1. Naturaleza de la materia oscura

Una **Weakly Interacting Massive Particle (WIMP)** sería una partícula que solo responde a interacciones en las que intervenga la fuerza gravitatoria y la débil. Las fluctuaciones de densidad en el Universo temprano podrían explicarse como estas partículas y su existencia antes de la recombinación.

Un neutrino podría ser un WIMP. Debería tener masa porque si no su contribución a  $\Omega$  sería muy pequeña. Las cotas superiores sobre su masa indicarían que solo contribuyen a un 0.3% de la densidad cósmica.

Además los neutrinos serían relativistas (al menos durante una época del Universo) y no permitirían formar estructuras de la LSS.

Se suele reservar WIMPs para otras formas de materia oscura que se denominan CDM. No hemos detectado ningún WIMP.

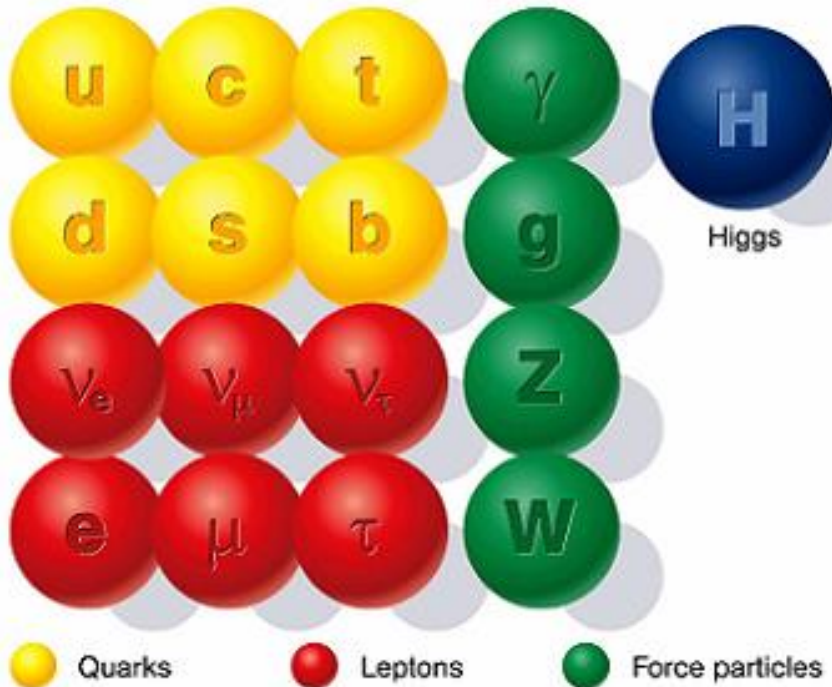
Una propuesta está relacionada con las teorías de partículas que contemplan una simetría de la naturaleza conocida como la supersimetría. Si la teoría de supersimetría es correcta implicaría la existencia de muchas partículas que no hemos detectado hasta la fecha.

Una de estas partículas sería el neutralino, con una masa unas 20-1000 veces mayor que el protón (30-5000 GeV).

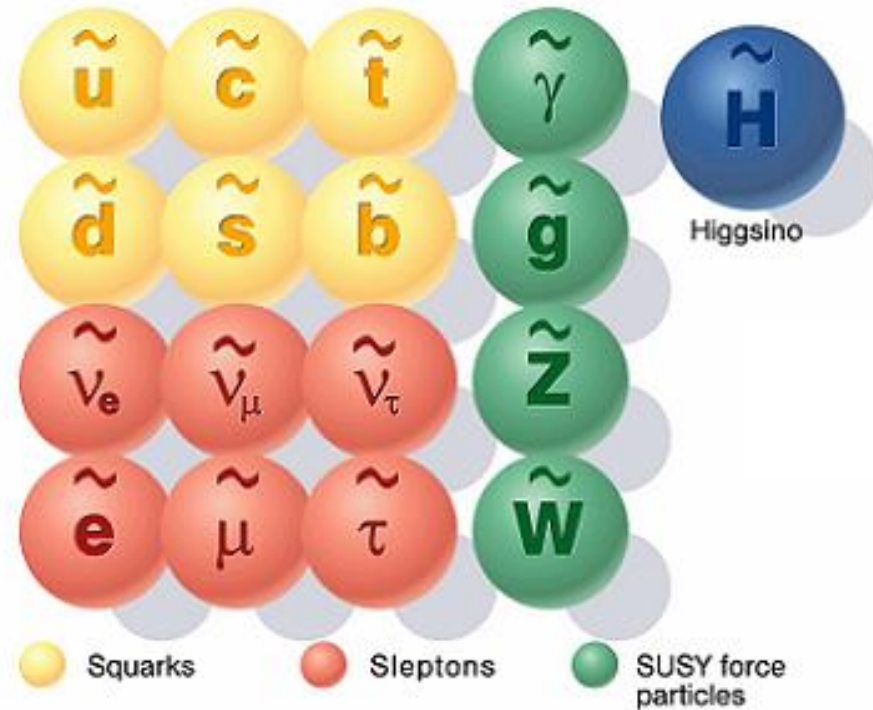


# 14.2.1. Naturaleza de la materia oscura

## Standard particles



## SUSY particles

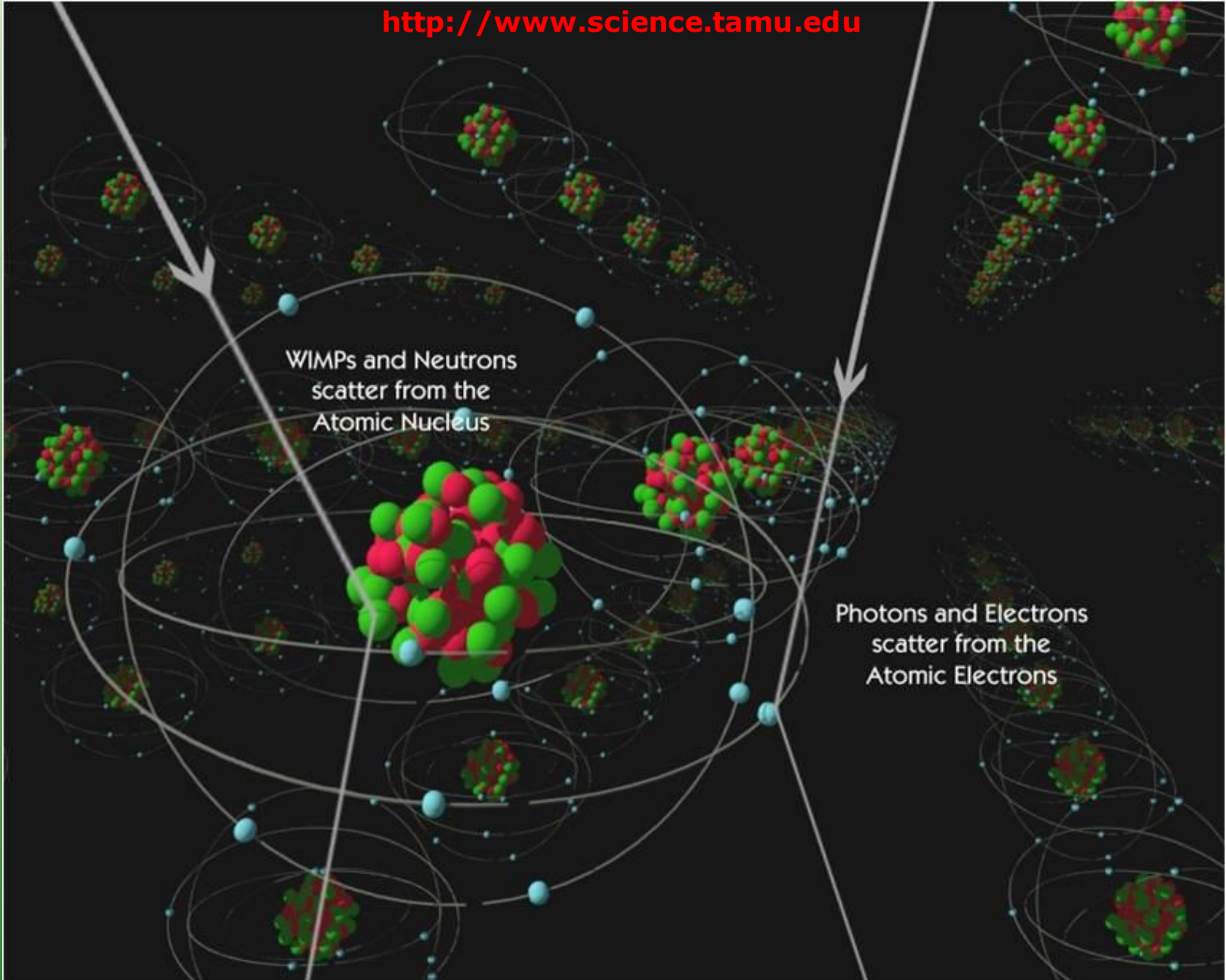


<http://blog.danehkar.net/tag/hot-dark-matter/>



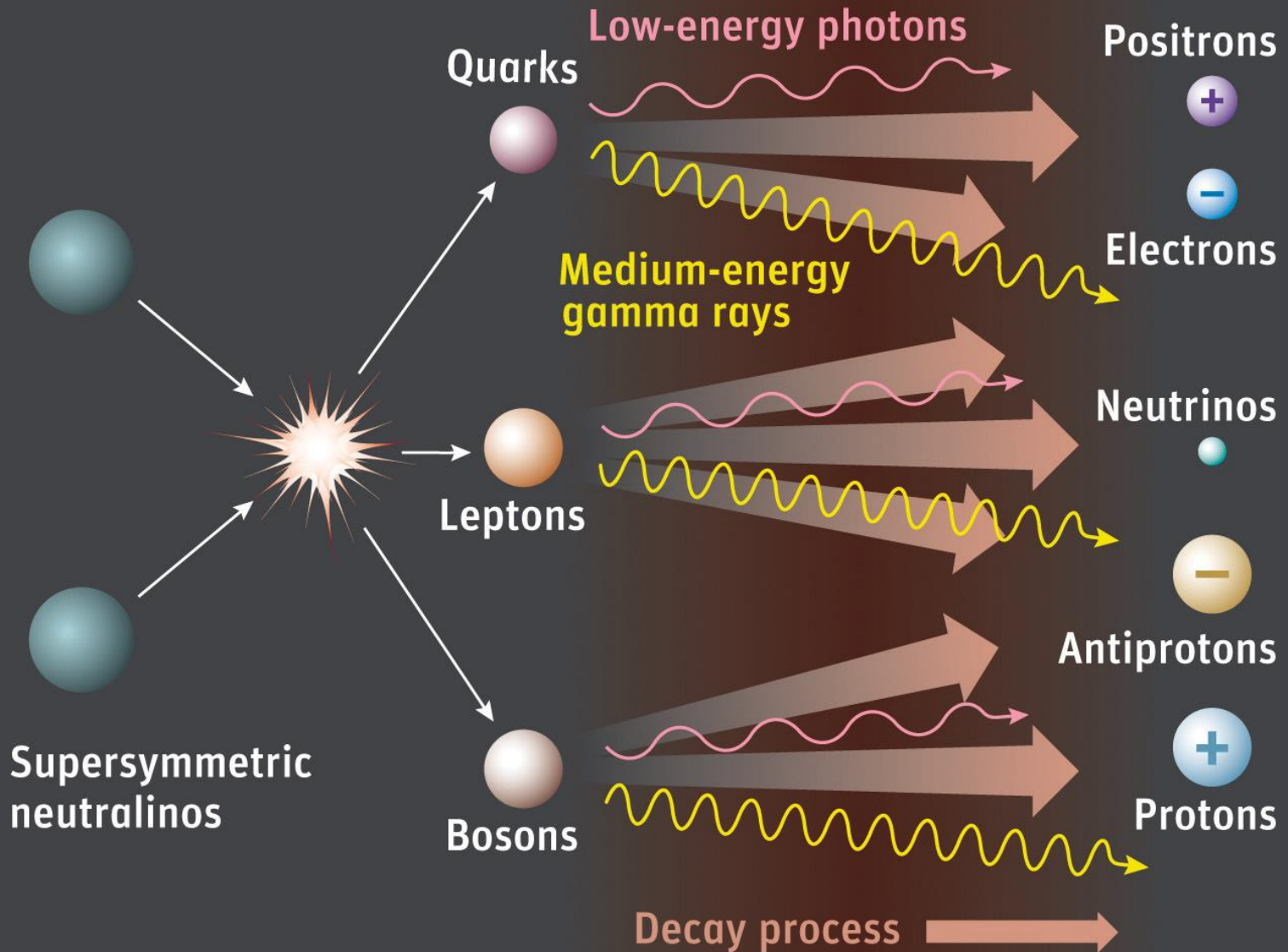
# 14.2.1. Naturaleza de la materia oscura

<http://www.science.tamu.edu>

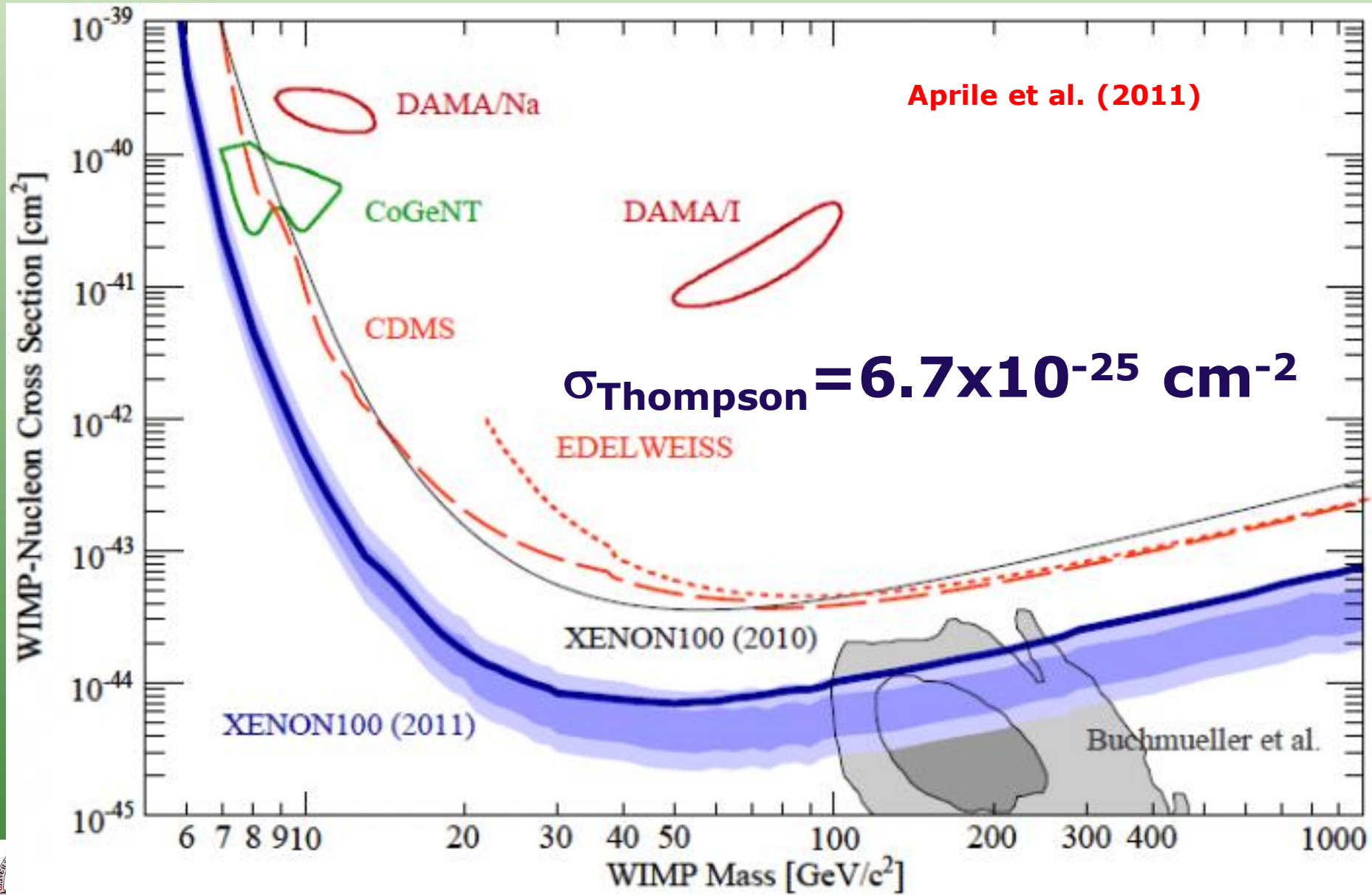


# 14.2.1. Naturaleza de la materia oscura

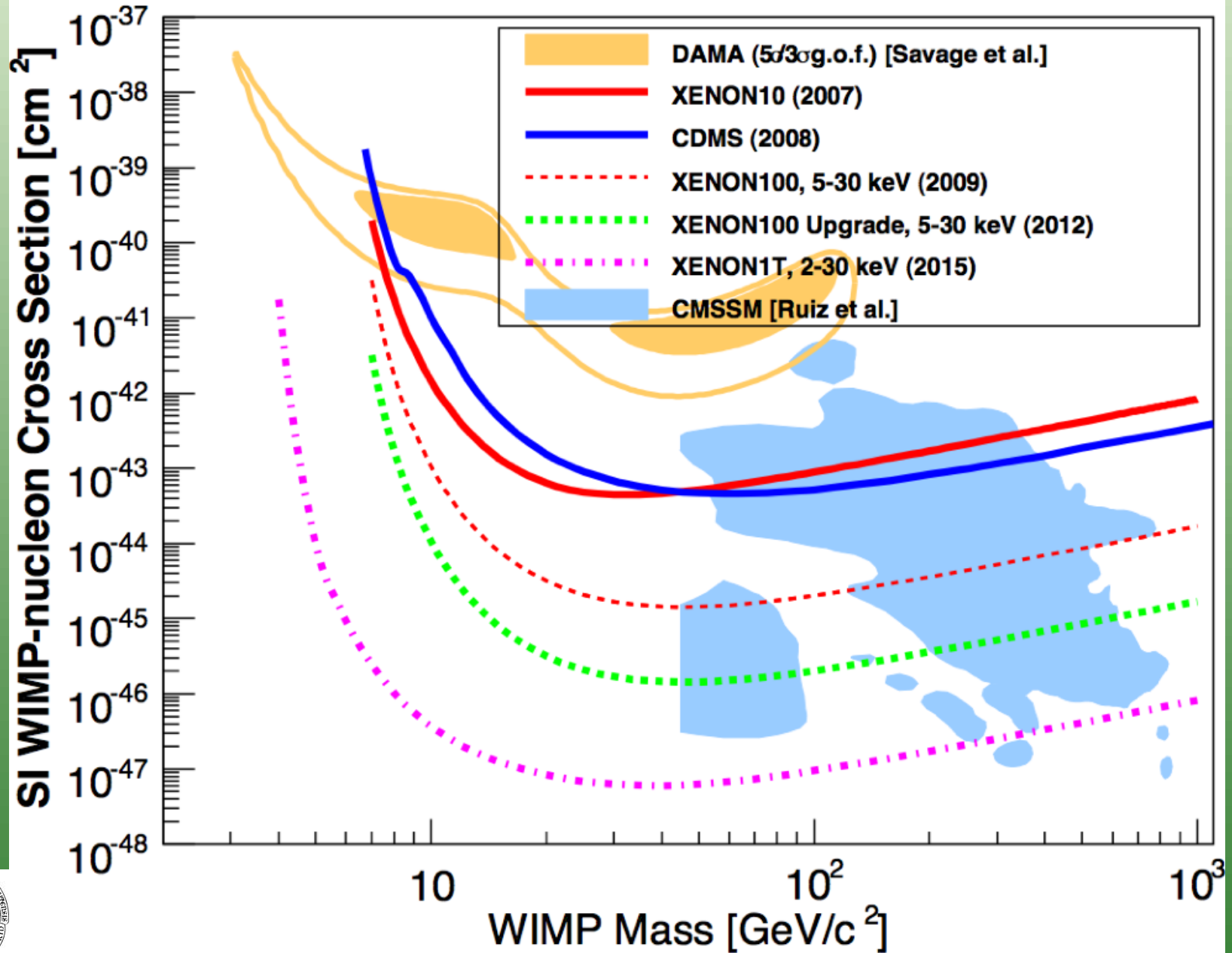
[http://2.bp.blogspot.com/\\_mazRoHLuLI0/S8vDDnfah1I/AAAAA/AAAAaQ/1Cxtj7Zs6DA/s1600/188434main\\_DkMatter\\_lg.jpg](http://2.bp.blogspot.com/_mazRoHLuLI0/S8vDDnfah1I/AAAAA/AAAAaQ/1Cxtj7Zs6DA/s1600/188434main_DkMatter_lg.jpg)



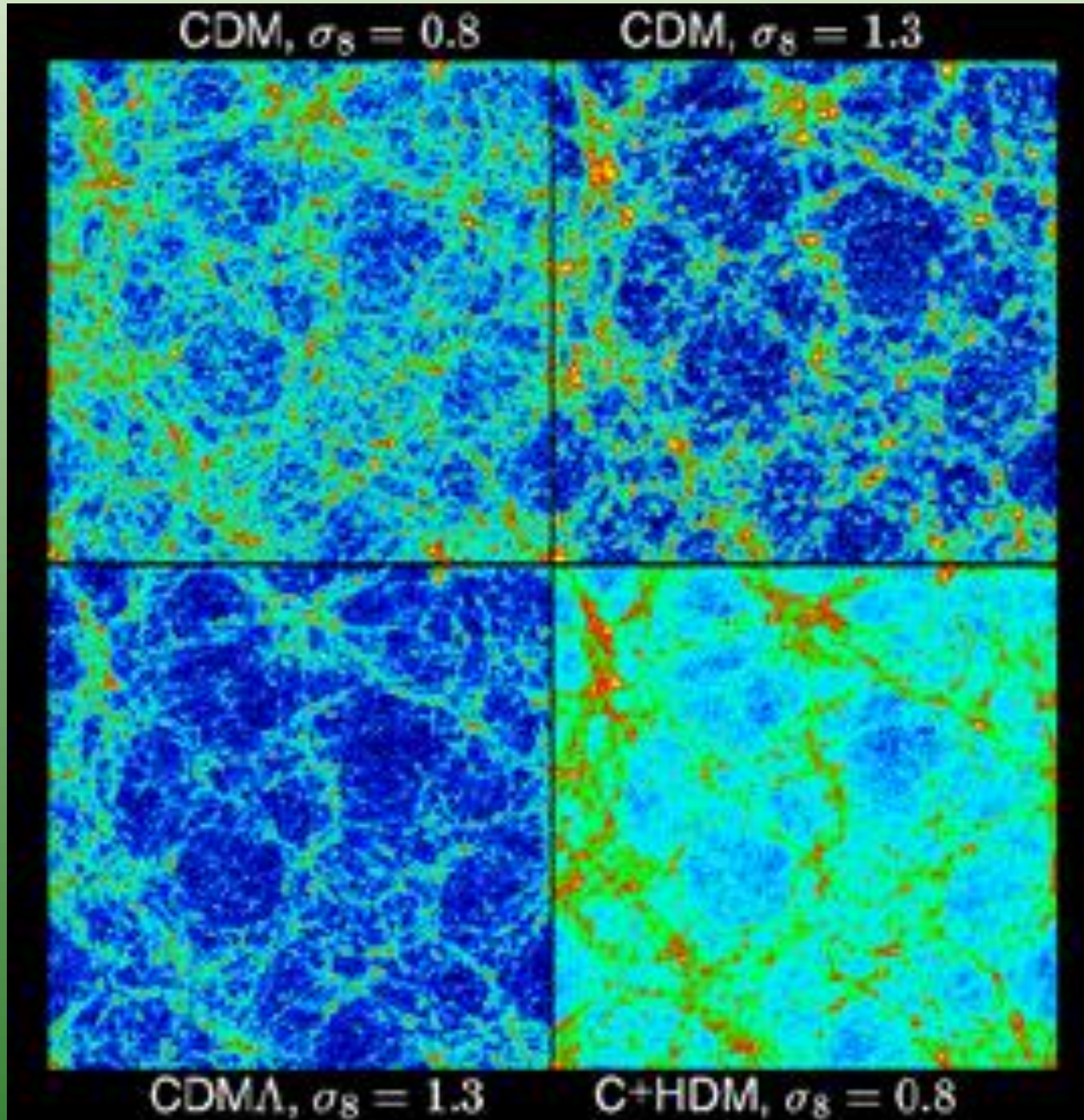
# 14.2.1. Naturaleza de la materia oscura



# 14.2.1. Naturaleza de la materia oscura



# 14.2.1. Naturaleza de la materia oscura

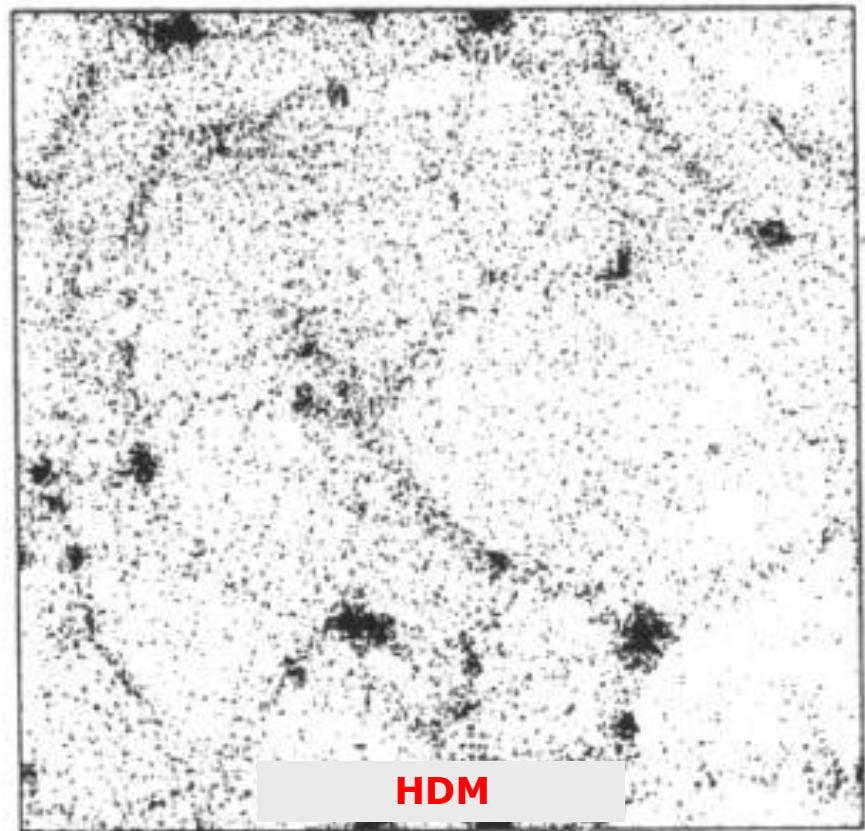
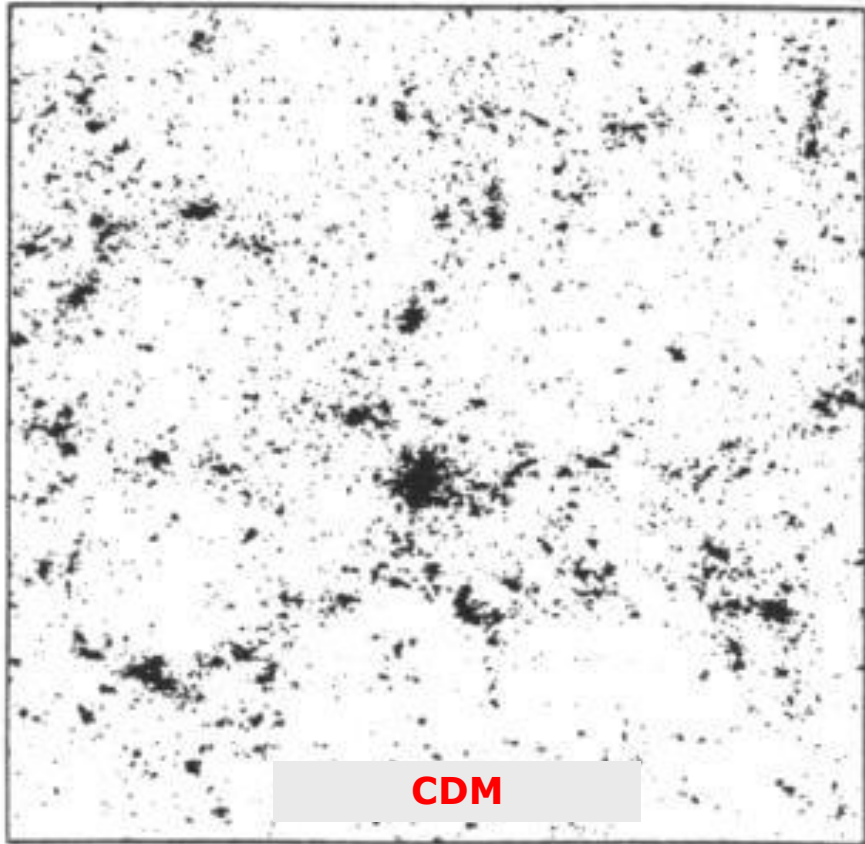


<http://astronomy.swin.edu.au/~gmackie/BigBang>





# 14.2.1. Naturaleza de la materia oscura



<http://www.astro.ugto.mx>



# 14.2.2. Naturaleza de la energía oscura

El estudio de la distancia a SN Ia hasta  $z \sim 1$  implica que la expansión del Universo no se está parando, efecto que cabría esperar si la densidad de materia del Universo sobrepasa la densidad crítica, sino que se está acelerando. Esto se explica como la existencia de una energía oscura, que entra en las ecuaciones cosmológicas como la constante  $\Lambda$ .

La energía oscura es aproximadamente un 70% de la densidad de energía/masa del Universo y, sumada con la densidad de materia, produce un Universo aproximadamente plano ( $k=0$ ), es decir, la densidad es cercana a la crítica.

La energía oscura ejerce una presión negativa sobre el fluido cósmico que provoca una repulsión gravitatoria que desemboca en una expansión del Universo.



# 14.2.2. Naturaleza de la energía oscura

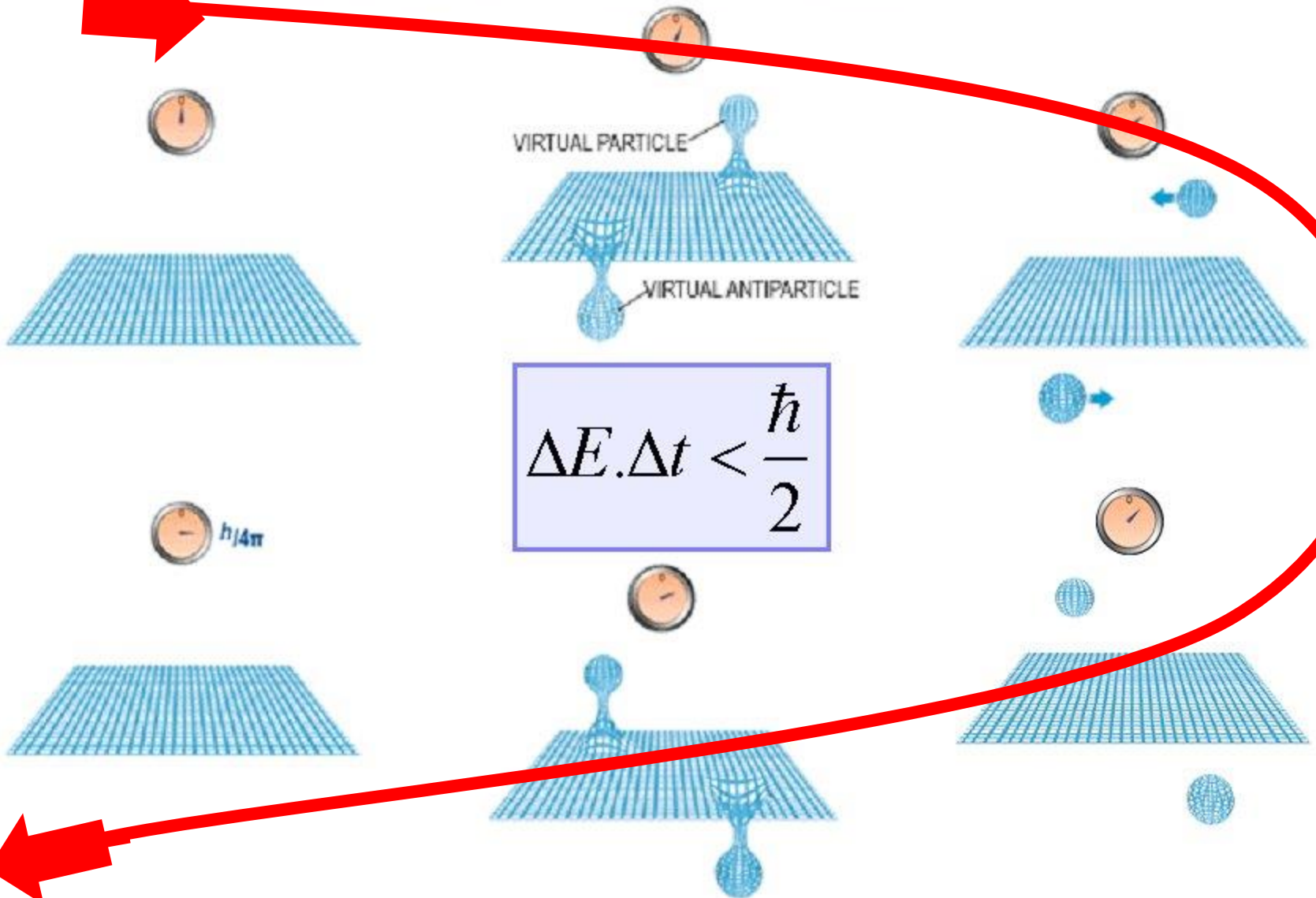
Hay 3 posibilidades para explicar la naturaleza de la energía oscura:

- Una constante cosmológica  $\Lambda$ , análoga a la constante de gravitación universal  $G$  y, por tanto, no podríamos explicar más de ella: sería una constante física.
- Podría estar asociada a la energía del vacío, que se puede concebir en términos del Principio de Heisenberg. El vacío tiene una determinada energía no nula, pues si fuera 0 el tiempo en la que la medimos estaría indeterminado. Una representación típica sería: partículas y antipartículas se crearían pero con una vida muy breve (y serían difíciles de observar, por tanto), tanto más breve cuanto más masivas son. La energía del vacío actuaría igual que la constante cosmológica, pero no es igual, y su valor podría calcularse a partir de teorías cuánticas del vacío. Su valor se del orden de  $10^{120}$ , es decir, 100+ órdenes de magnitud mayor que la energía oscura medida en Astrofísica. El valor cuántico puede explicar la inflación, pero es muy alto y es extraño que esa energía no se deje notar en el Universo actual.
- La tercera alternativa es lo que se conoce como quintaesencia (o campos escalares o módulo). Sería una especie extraña de materia, o mejor, una forma de energía que llena el espacio y puede variar en el espacio y el tiempo. La quintaesencia ejercería una presión negativa con una ecuación de estado de la forma  $p_Q = \omega \rho c^2$  ( $\omega = -1$  para  $\Lambda$ ).



# 14.2.2. Naturaleza de la energía oscura

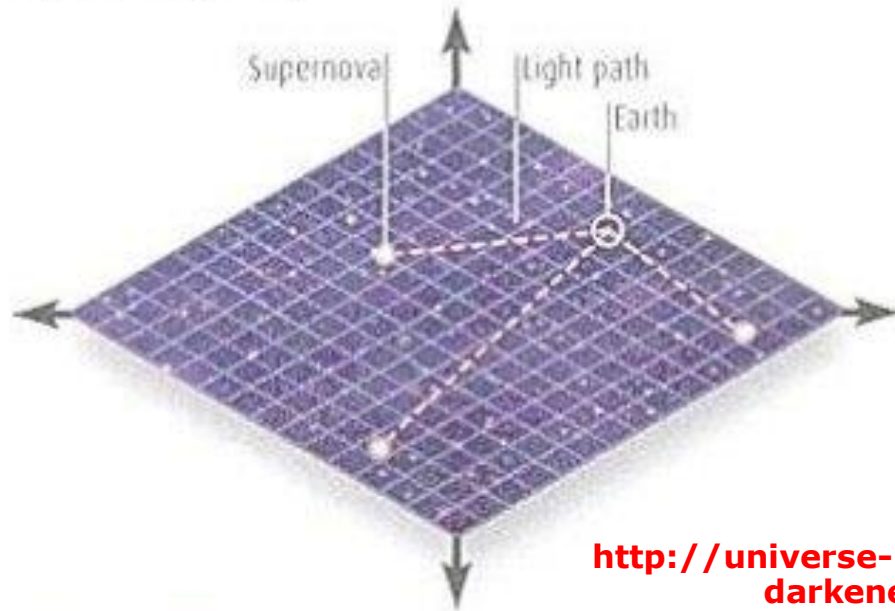
## Virtual Particles...



# 14.2.2. Naturaleza de la energía oscura

Observations of light from receding supernovae have led cosmologists to conclude that the expansion of the universe is accelerating. They explain this by invoking dark energy. But this assumes standard cosmology. The uneven distribution of matter in the cosmos might mean our time and space calculations are wrong and the expansion is decelerating after all. There would be no need for dark energy

**STANDARD COSMOLOGY**  
Expansion accelerating



**INHOMOGENEOUS UNIVERSE**  
Expansion decelerating



<http://universe-review.ca/I02-32-darkenergy2.jpg>

## ASSUMPTIONS

Matter is evenly distributed in the universe on average  
Time runs at about the same rate everywhere

## CONCLUSION

Expansion of the universe is speeding up, due to repulsive dark energy

## ASSUMPTIONS

Universe is lumpy and curved because of uneven matter distribution  
Time runs faster in voids than in regions where matter clumps

## CONCLUSION

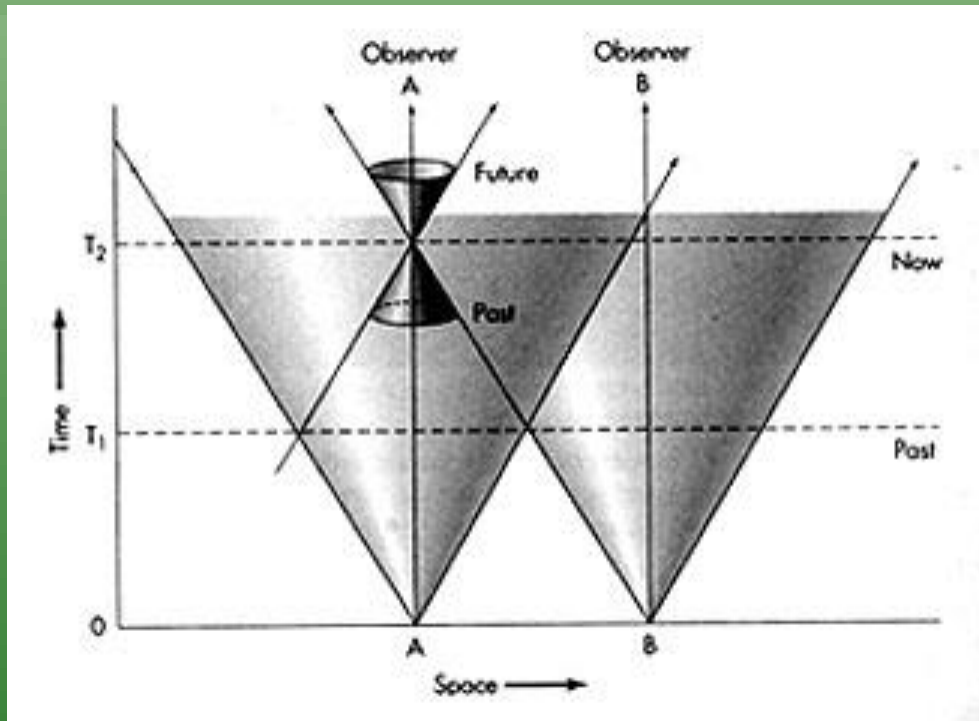
Expansion of the universe is slowing down due to gravity, so no need for dark energy

## 14.2.3. Problema del horizonte

Hay 3 problemas claves del Universo temprano que la Teoría del Big Bang caliente no puede explicar:

- **1/3-El problema del horizonte.** En el Universo temprano, ¿cómo se llegó a un estado de equilibrio global si había regiones “no conectadas” (más distantes que lo que la luz puede recorrer)? Es decir, la temperatura no podía ser tan homogénea en el Universo porque una parte del Universo no “sabía” de otra y no se podía llegar a un equilibrio. **¿Cómo se explica la homogeneidad del Universo desde la CMB?**

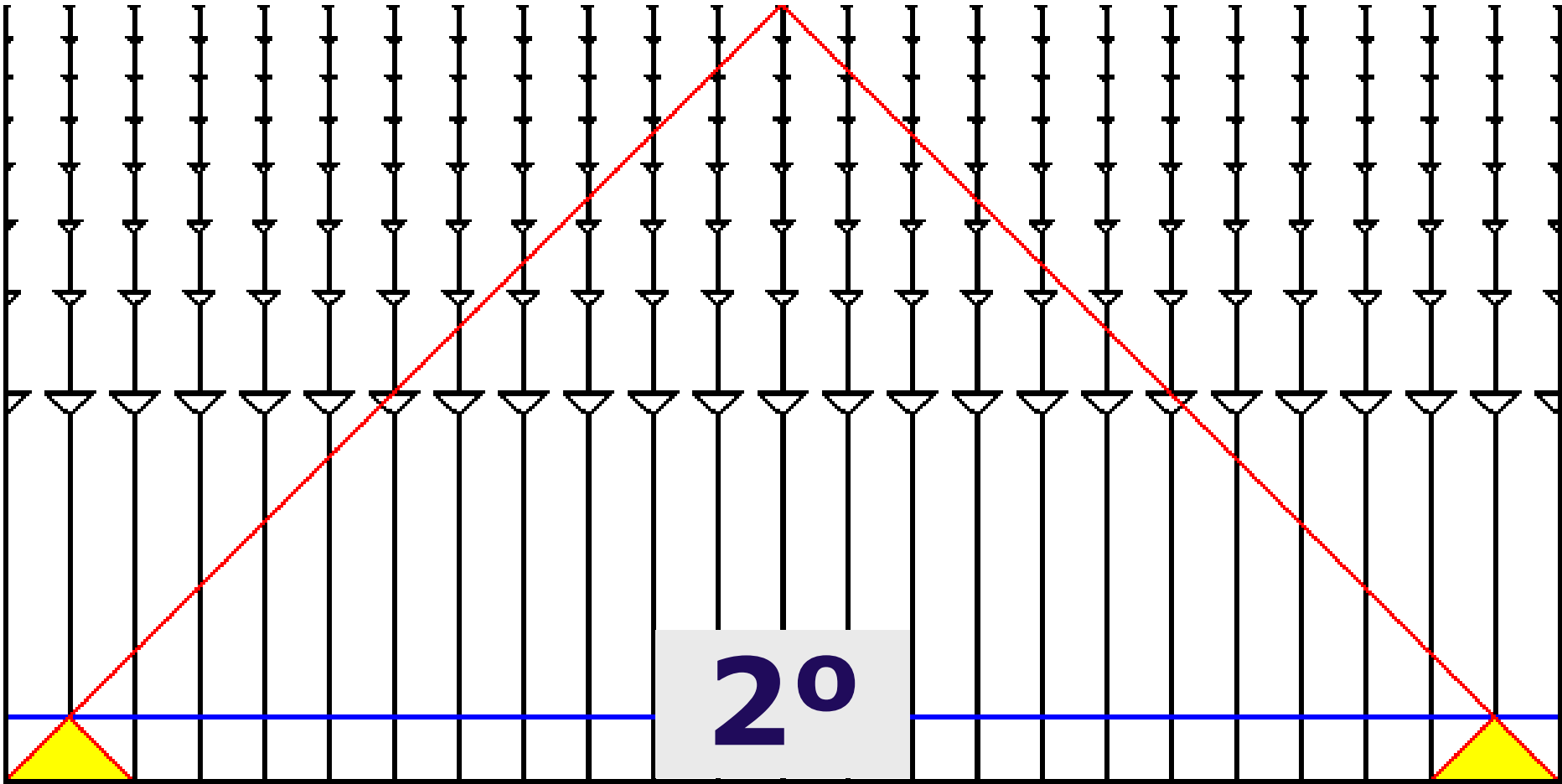
La solución es o que la velocidad de la luz era diferente o la **inflación**.



From J. Silk, *The Big Bang*, 2nd Ed., © 1989.



# 14.2.3. Problema del horizonte



[http://www.astro.ucla.edu/~wright/cosmo\\_03.htm](http://www.astro.ucla.edu/~wright/cosmo_03.htm)



## 14.2.3. Problema de la curvatura (planitud)

Hay 3 problemas claves del Universo temprano que la Teoría del Big Bang caliente no puede explicar:

- **2/3-El problema de la curvatura o planitud del Universo.** Nuestra medidas sobre la curvatura del Universo apuntan a  $k=0$  o  $\Omega_0=1.02\pm 0.02$ , con  $\Omega_0=\Omega_{\Lambda,0}+\Omega_{m,0}$ . Incluso siendo conservador sabemos que  $0.5<\Omega_0<1.5$ .

Usando la ecuación de Friedmann en función de los parámetros de densidad:

$$\Omega_m + \Omega_{\Lambda} + \Omega_k = 1$$

$$\Omega_m(t) + \Omega_{\Lambda}(t) - 1 = \frac{k}{a^2 H^2} \Rightarrow \Omega(t) - 1 = \frac{k}{a^2 H^2}$$

Tomando valores absolutos:

$$|\Omega(t) - 1| = \frac{|k|}{a^2 H^2}$$

Si  $k=0$  entonces  $\Omega(t)=1$ . En otras palabras, como la curvatura es constante, en el caso de  $k=0$  la densidad siempre tiene que ser igual a 1. En otros casos podría jugarse con la velocidad de cambio del factor de escala ( $a^2 H^2$ ), pero en el caso de  $k=0$  no!!!!



## 14.2.3. Problema de la curvatura (planitud)

En el caso de Universos sin energía oscura, tanto dominados por radiación como por materia y donde éstos son mucho más importantes que la curvatura ( $k \sim 0$ ), tenemos:

$$a^2 H^2 \propto t^{-1} \quad \textit{Universo de radiación}$$

$$a^2 H^2 \propto t^{-2/3} \quad \textit{Universo de materia}$$

Por lo que:

$$|\Omega_{tot} - 1| \propto t \quad \textit{Universo de radiación}$$

$$|\Omega_{tot} - 1| \propto t^{2/3} \quad \textit{Universo de materia}$$

En cualquier caso la diferencia entre  $\Omega_{tot}$  y 1 crece con el tiempo!!! En el caso de  $\Omega_{tot,0} = 1$ , dado que la curvatura es constante, el Universo debió tener una geometría plana o muy cercana a la plana desde sus orígenes.

Las ecuaciones anteriores no son válidas en el tipo de Universo que creemos correcto porque tenemos una componente de energía oscura, pero el problema sigue existiendo.





# 14.2.3. Abundancias de “elementos reliquia”.

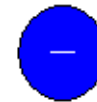
Hay 3 problemas claves del Universo temprano que la Teoría del Big Bang caliente no puede explicar:

- **3/3-Abundancia de “elementos reliquia” (relic particles).** Las teorías de partículas más modernas predicen la existencia de partículas hasta ahora no detectadas. Una de ellas son los monopolos magnéticos. Según las teorías GUT (Grand Unification Theories), estas partículas debieron crearse en grandes cantidades en el Universo temprano, teniendo masas del orden de  $10^{16}$  GeV. Estas partículas serían no relativistas durante casi toda la historia del Universo y sería muy fácil que dominaran el Universo temprano por encima de la radiación, cuya densidad baja muy deprisa (como  $a^{-4}$ ) y dejó de dominar tras solo 1000 yr. Como actualmente no vemos monopolos magnéticos, nos llevaría a pensar que las GUT no son compatibles con la Teoría estándar del Big Bang caliente.

Otras partículas de este tipo son los gravitinos y los campos módulo.

¿Por qué estas partículas hoy no dominan? ¿Qué les ha pasado? De nuevo se puede responder con la **inflación**.

proton      electron      <http://www-d0.fnal.gov>



electric charges

magnetic dipole

magnetic monopoles?



## 14.2.3.Otros problemas

Otros problemas relacionados con los anteriores y que el modelo estándar del HBBT no explica adecuadamente son, por ejemplo, **la formación de estructuras** y el **dominio de la materia sobre la antimateria** en nuestro Universo hoy.

El primer problema se expresa en términos de homogeneidad e isotropía. La existencia de galaxias y la LSS necesita pequeñas variaciones de la densidad en un Universo temprano. Si el Universo era tan homogéneo y estaba en equilibrio, ¿de dónde provienen esas inhomogeneidades? ¿Cómo explicamos su tamaño?

La explicación se podría encontrar en fluctuaciones cuánticas en el Universo primigenio donde la escala de la LSS hoy correspondería a tamaños de partículas elementales. Por el principio de Heisenberg podrían darse pequeñas variaciones en ese Universo joven que serían la semilla de las galaxias, cúmulos, etc...

El segundo problema sería la bariogénesis, que ya tratamos. ¿Por qué hoy hay más materia que antimateria si ésta estaba en equilibrio en el Universo primigenio?



## 14.2.3. Inflación

La solución a todos estos problemas se puede encontrar introduciendo el concepto de **inflación** en el Universo joven,  $10^{-32}$  s después del Big Bang y cuando la temperatura es del orden de  $10^{13}$  GeV.

Alan Guth propuso la inflación en 1981 para solucionar estos problemas. La definición de inflación es un periodo del Universo muy poco después del Big Bang y durando muy poco tiempo en el que:

$$\ddot{a}(t) \gg 0$$

Si nos fijamos en la ecuación de la aceleración:

$$\frac{\ddot{a}}{a} = -\frac{4\pi G}{3} \left( \rho + \frac{3p}{c^2} \right)$$

La inflación implica:  $\left( \rho + \frac{3p}{c^2} \right) < 0 \Rightarrow p < -\frac{\rho c^2}{3}$

El ejemplo más fácil de un Universo inflacionario sería uno que posee una constante cosmológica  $\Lambda$ , que ejercería una presión que cumple la ecuación de arriba:

$$p_{\Lambda} = -\rho c^2$$



## 14.2.3. Inflación

La ecuación de Friedmann con constante cosmológica es:

$$H^2 = \frac{8\pi G}{3} \rho - \frac{k}{a^2} + \frac{\Lambda}{3}$$

Los dos primeros términos de la parte derecha de la ecuación dependen del parámetro de escala, mientras que el último es constante, por lo que de forma relativa, en algún momento el factor de escala puede ser tan grande que domine la constante  $\Lambda$ :

$$H^2 \xrightarrow{t=0} \frac{\Lambda}{3}$$

De aquí podemos sacar la evolución del factor de escala para  $t \sim 0$  y si existe constante cosmológica:

$$\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 = \frac{\Lambda}{3} \Rightarrow \dot{a} = \sqrt{\frac{\Lambda}{3}} a \Rightarrow \ln(a) = \sqrt{\frac{\Lambda}{3}} t + C \Rightarrow a \propto e^{\sqrt{\frac{\Lambda}{3}} t}$$

En un Universo dominado por la constante cosmológica la evolución es mucho más rápida que para un Universo de radiación o de materia.

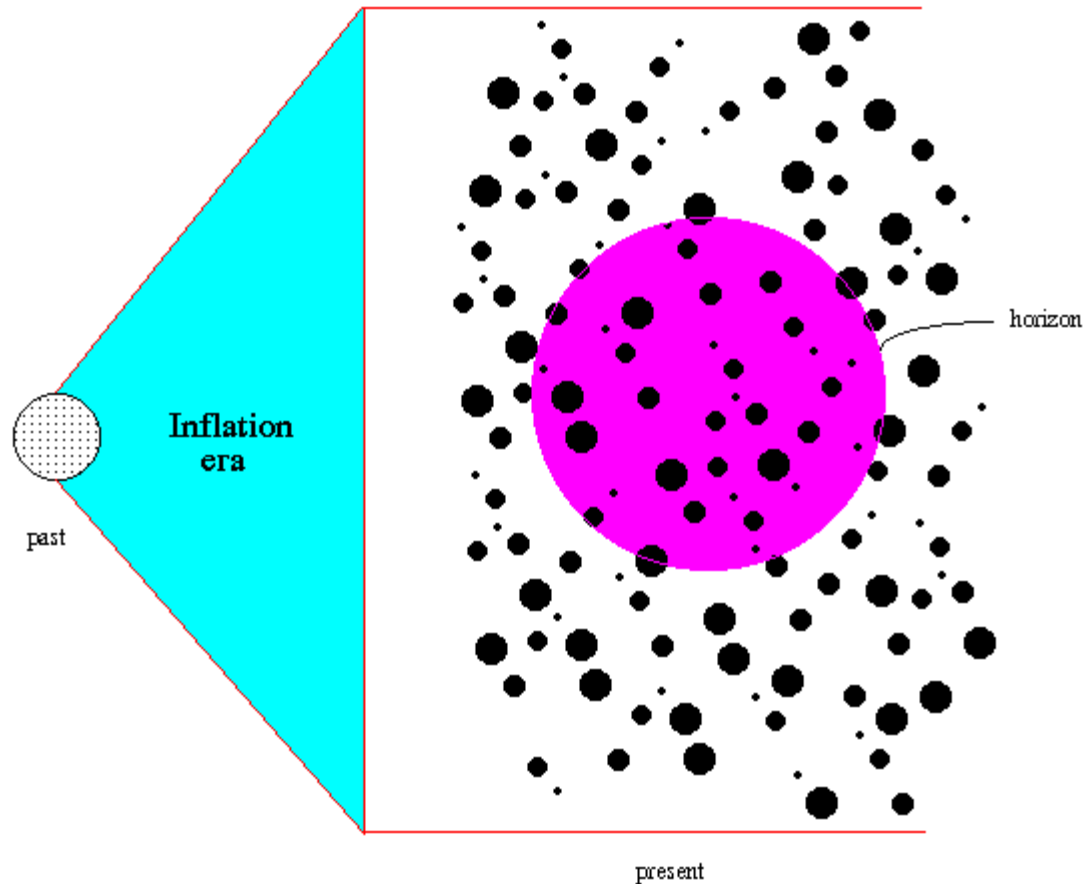
Unas partículas que actuaran como la constante cosmológica o la energía del vacío podrían provocar la inflación. Estas partículas habrían decaído en otras o la energía se habría convertido en otra cosa.

# 14.2.3. Inflación y horizonte

<http://www.physicsforums.com>

Inflation

under inflationary cosmology, the Universe underwent a phase change at the GUT era and expanded faster than the speed of light (the spacetime itself expanded, so there is no violation of special relativity)



the result is that only a small part of the original Big Bang is within our horizon, what we call our Universe.



## 14.2.3. Inflación y planitud

Asumiendo un periodo de inflación, ¿cómo variaría la densidad del Universo?

$$|\Omega(t) - 1| = \frac{|k|}{a^2 H^2} \Rightarrow |\Omega(t) - 1| = \frac{|k|}{\dot{a}^2}$$

$$|\Omega(t) - 1| = \frac{|k|}{\frac{\Lambda}{3} a^2} \propto \frac{|k|}{\frac{\Lambda}{3} e^{2\sqrt{\Lambda/3}t}}$$

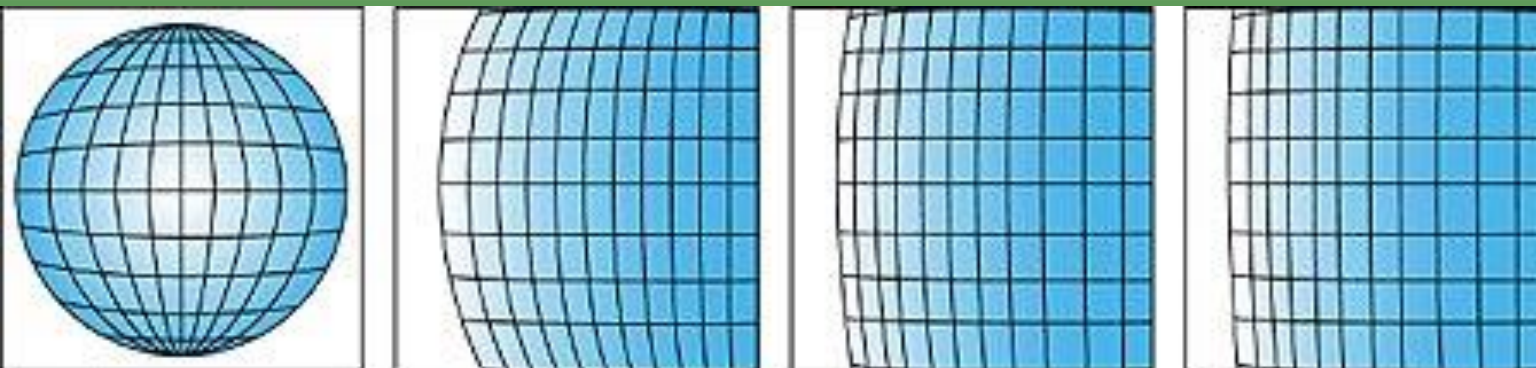
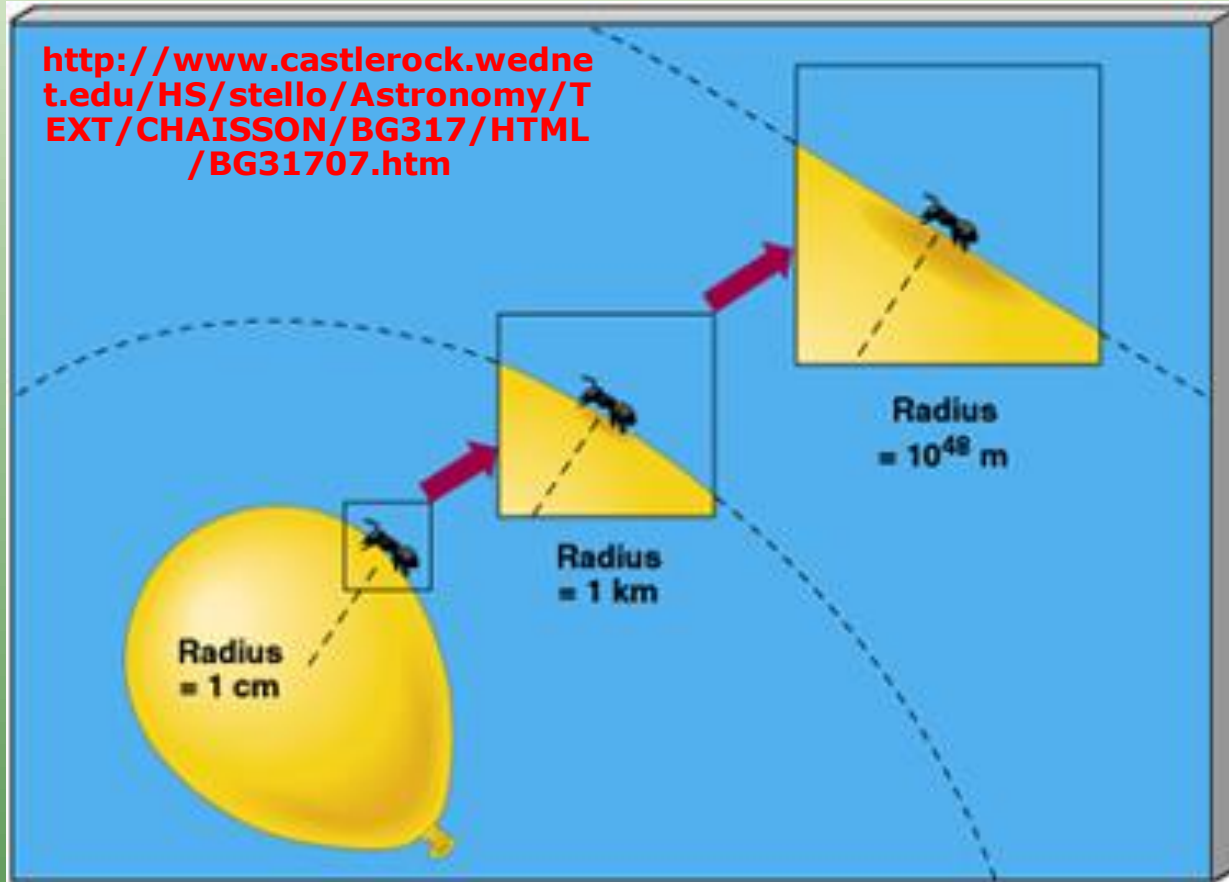
$$|\Omega(t) - 1| \propto e^{-\sqrt{4\Lambda/3}t}$$

Para provocar que el parámetro de densidad sea prácticamente uno debemos tener algo equivalente a una constante cosmológica muy grande, lo que provocaría un crecimiento exponencial tremendamente grande que “aplanaría el Universo”.





# 14.2.3. Inflación y planitud



<http://hendrix2.uoregon.edu/~imamura/123cs/lecture-7/lecture-8.html>

## 14.2.3. Inflación y otros problemas

Las “partículas raras” como los monopolos magnéticos serían muy difíciles de detectar si la inflación ha reducido su densidad rápidamente. Además la inflación no debería haberse producido en un tiempo muy temprano para asegurar que la temperatura es tal que después de la inflación no se vuelven a generar las partículas problemáticas.

En general, todas las partículas que solo se pueden producir a energías mayores que la que había en el Universo antes de la inflación deben tener una densidad volumétrica (¿en comóviles o propias?) prácticamente nula, por lo que serían muy difíciles de detectar.

Por otra parte, si el factor de escala depende de la exponencial del tiempo, **no habría singularidad inicial**, por lo que algo parecido a la inflación pero con un cambio menos brusco evitaría pensar en un problema a  $t=0$ , como predicen los modelos FRW.

La inflación también se explica en término de M-theory, donde el Universo tendría hasta 11 dimensiones y el Universo que conocemos sería una brana con menos dimensiones, estando (todas?) las otras enrolladas e invisibles para nosotros.

Finalmente, **pequeñas fluctuaciones cuánticas antes de la inflación** serían amplificadas y congeladas en el tiempo (por el horizonte), dando lugar a las inhomogeneidades que vemos en la CMB y la LSS.

## 14.2.3. Inflación y Física de partículas

El modelo de inflación no solo introduce la idea de una expansión exponencial y tremendamente grande sino que se pregunta por el **origen de esa expansión**, más allá de considerar una solución ad hoc como que existe una constante cosmológica.

La inflación se considera que está provocada por un nuevo tipo de materia que no conocemos pues debemos llegar a grandes energías para estudiarla. La inflación se explicaría en función de una transición de fase, que se sabe que produce cambios bruscos en las propiedades de un sistema, gobernada por un campo escalar que cumple con la condición de presión negativa. Una vez que se da el cambio de fase, el campo escalar decae y la inflación se acaba, habiendo hecho su trabajo.

La inflación se relaciona estrechamente con las teorías GUT, donde la transición de fase habría separado las propiedades de la supersimetría. Esto implica que en el Universo primigenio las partículas y sus supersimétricas (mismas propiedades pero mayor masa en la actualidad) compartían propiedades, pero el cambio de fase las separó hasta llevarlas a su identidad diferenciada actual.

Existen varias teorías de inflación con distintos orígenes para ella, que se están probando en el ámbito cosmológico y de Física de partículas.



## 14.2.3. Inflación

¿Cuánta inflación hace falta?

Consideramos un modelo sencillo en el que la inflación termina unos  $10^{-34}$  s después del Big Bang, la expansión inflacionaria es perfectamente exponencial, el Universo está dominado por radiación en el momento de finalización de la inflación y hasta nuestros días,  $\Omega_{tot}$  es prácticamente 1 cuando empieza la inflación y hoy la densidad solo se separa un 10% del valor 1. Si la edad del Universo hoy es  $4 \times 10^{17}$  s.

En un Universo de radiación:  $|\Omega_{tot} - 1| \propto t$

Por lo que:

$$|\Omega_{tot}(t_0) - 1| \leq 0.1 \Rightarrow |\Omega_{tot}(10^{-34} \text{ s}) - 1| \leq 3 \times 10^{-53}$$

Durante la inflación H es una constante, por lo que:

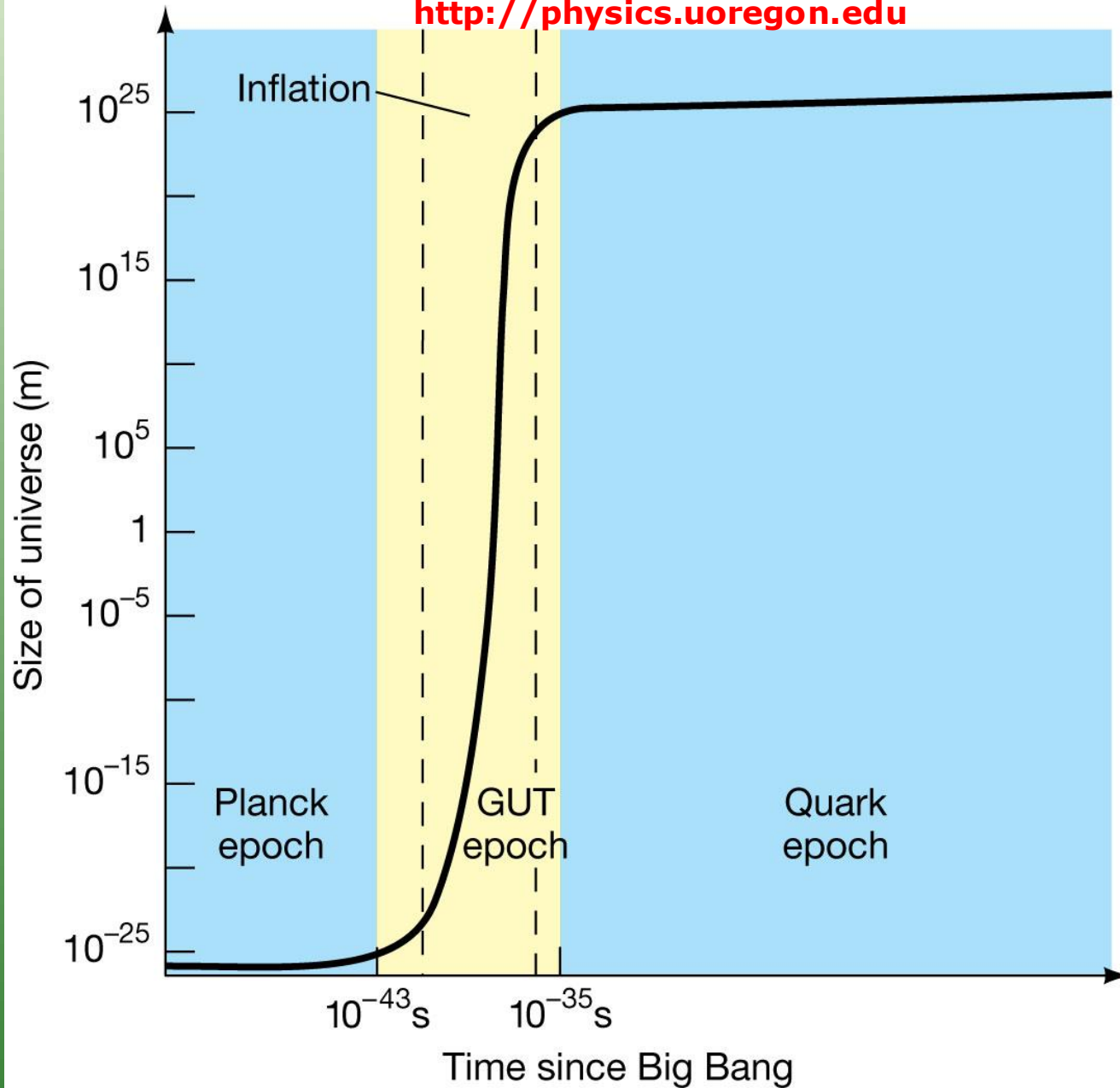
$$|\Omega_{tot}(t) - 1| \propto \frac{1}{a^2}$$

Así que el valor requerido de la densidad después de la inflación implica que el factor de escala cambió  $10^{27}$  veces. Modelos elaborados de la inflación predicen una expansión del orden de  $10^{10^8}$ .

Si la inflación empezó a  $10^{-36}$  s, el factor de escala cambió  $\times 10^{43}$  en este modelo sencillo.

# 14.2.3. Inflación

<http://physics.uoregon.edu>



## 14.2.3. Inflación

En resumen, una expansión exponencial del Universo durante un periodo muy corto (algo como una constante cosmológica muy grande) y que ocurre muy pronto en la edad del Universo ayudaría a explicar los tres grandes problemas de la Teoría Estándar del Big Bang Caliente:

- ◆ Problema del horizonte. El Universo “era mucho más conexo” antes de la inflación y ahí se fija la homogeneidad. Después de la inflación se desconectan las regiones.
- ◆ Problema de la planitud del Universo. El factor de escala crece del orden de  $10^{10^8}$ , lo que resulta en una aplanado del Universo.
- ◆ Problema de las partículas reliquia. Solo se formaron antes de la inflación, y su densidad (por unidad física) es muy baja después de la inflación.

Además ayudaría en otros problemas secundarios:

- ◆ Singularidad inicial, ya que el factor de escala no llegaría a cero (la inflación permite  $t \leq 0$ ).
- ◆ Congelado de las fluctuaciones cuánticas tempranas, que evolucionarían a las inhomogeneidades de la CMB y darían lugar a la LSS.



## 14.3.El principio antrópico

El principio antrópico establece que las propiedades del Universo deben ser tales que sean compatibles con nuestra existencia.

Por ejemplo, el Universo no puede ser demasiado joven porque tiene que haber dado tiempo a producir suficiente carbono y otros materiales para que nosotros existamos.

Tampoco puede ser muy viejo porque entonces casi todas las estrellas habrían evolucionado a remanentes.

Se puede ir más allá y establecer límites a la densidad del Universo, a la inflación y expansión del Universo que sean compatibles con la vida.

El principio antrópico fuerte sería aquel que establece que las condiciones en el Big Bang debieron ser necesariamente unas determinadas que explican nuestra existencia. De todos los posibles Universos, o multiversos, el nuestro es el necesario para que existamos e incluso tengamos conciencia de ello. Además, las leyes físicas deberían haberse “confabulado” para que nuestra existencia sea posible.

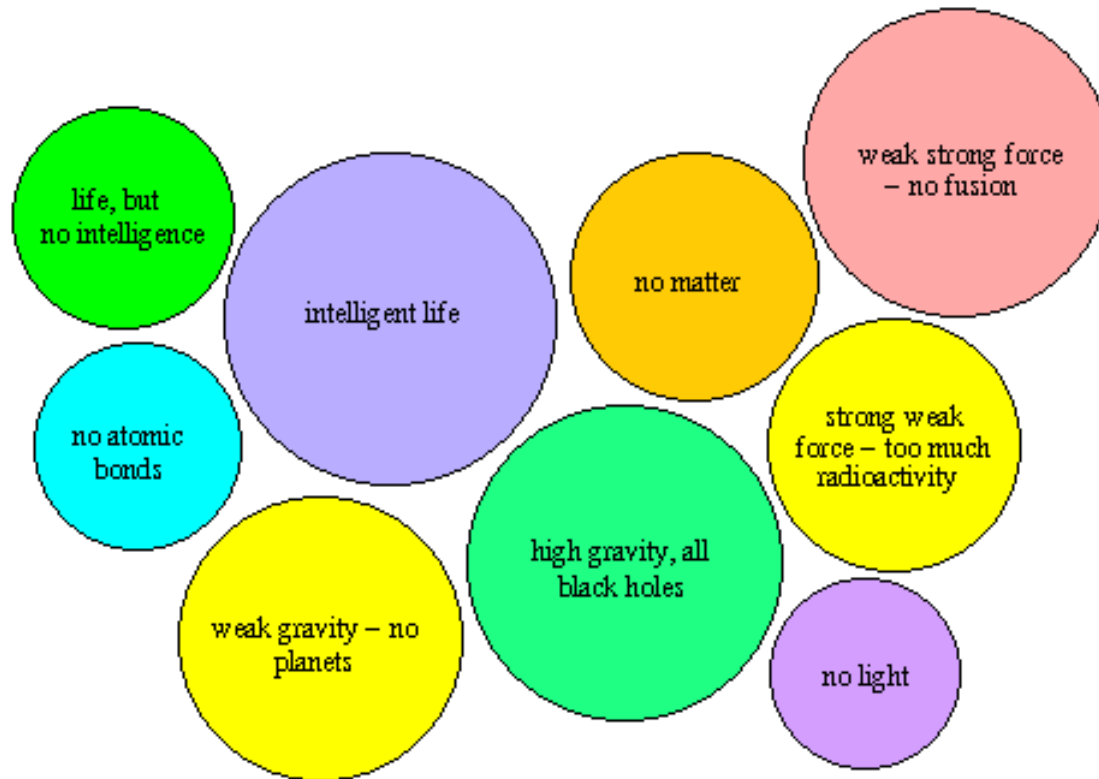
El principio antrópico tiene raíces filosóficas significativas y está sujeto a críticas e interpretaciones diversas. Además, las posibles limitaciones de las características físicas del Universo por el principio antrópico no son capaces de explicar la naturaleza del propio Universo, ni su origen y evolución.

# 14.3.El principio antrópico

## Anthropic Bubbles

<http://abyss.uoregon.edu/~js/as1123/lectures/lec19.html>

one possible solution to the anthropic dilemma is the numerous bubble universes produced by inflation. Each bubble universe may have its own physical constants, which determine the evolution within the bubble

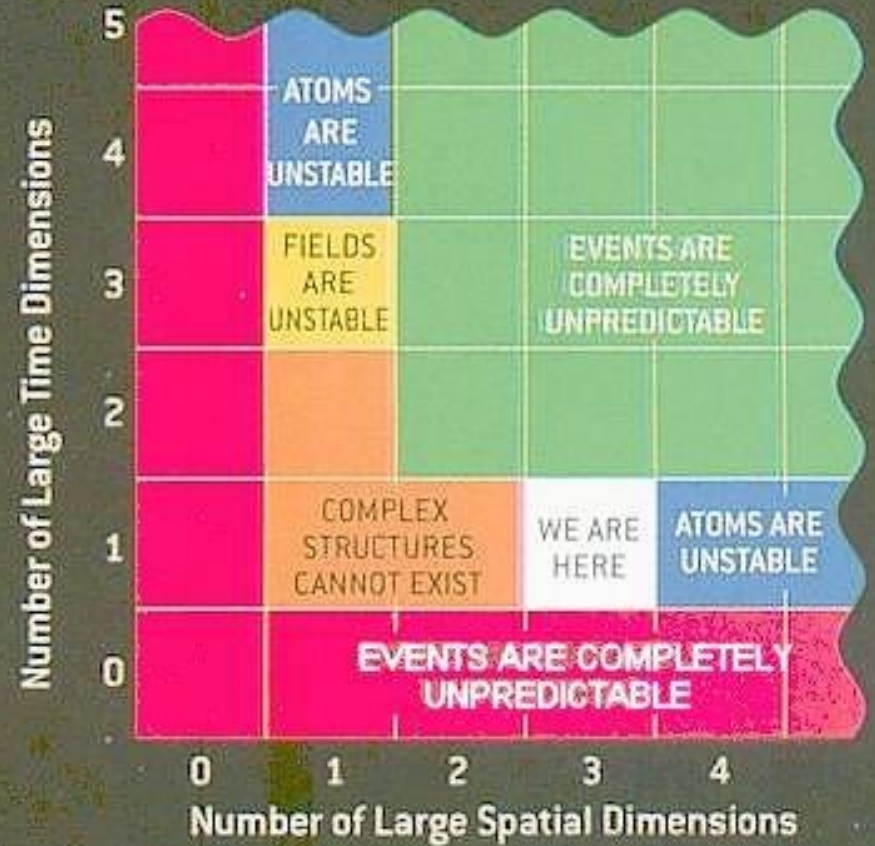
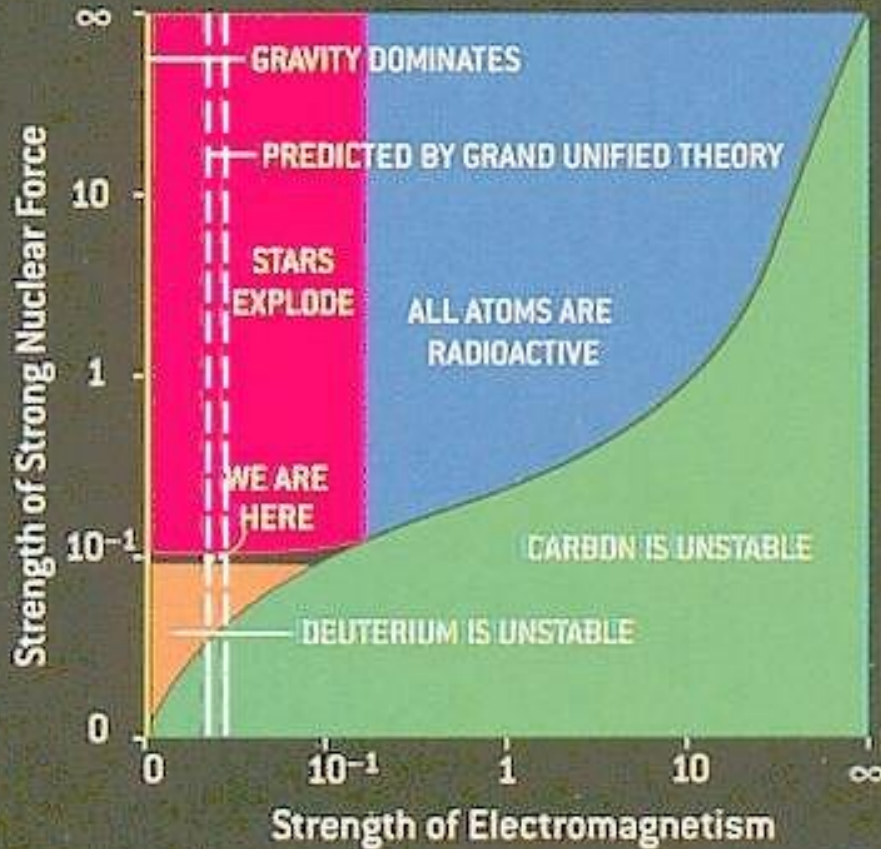


the evolution of intelligent life is extremely sensitive to the initial conditions, but since number of bubble universes is also large, the possibility is finite and our existence is not a big mystery





# 14.3.El principio antrópico



<http://universe-review.ca/F02-cosmicbg.htm>



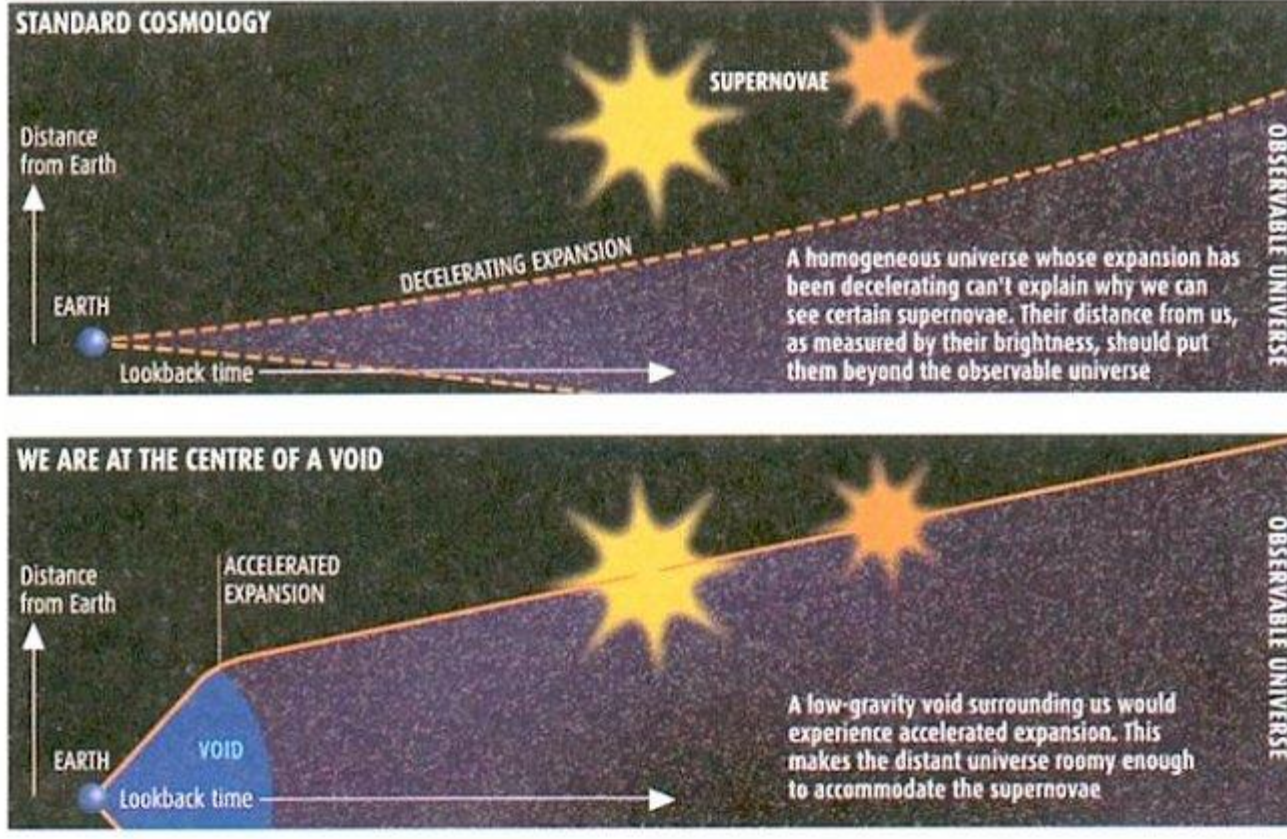
# Resumen

- **Éxitos del modelo estándar del Big Bang caliente.**
- **Problemas de dicho modelo: horizonte, curvatura, monopolos; también materia y anti-materia, origen de la LSS, etc...**
- **Materia oscura: bariónica y no bariónica (CDM, WDM, HDM).**
- **Energía oscura: constante cosmológica, energía del vacío, quintaesencia.**
- **Concepto y características de la inflación.**
- **Principio antrópico.**

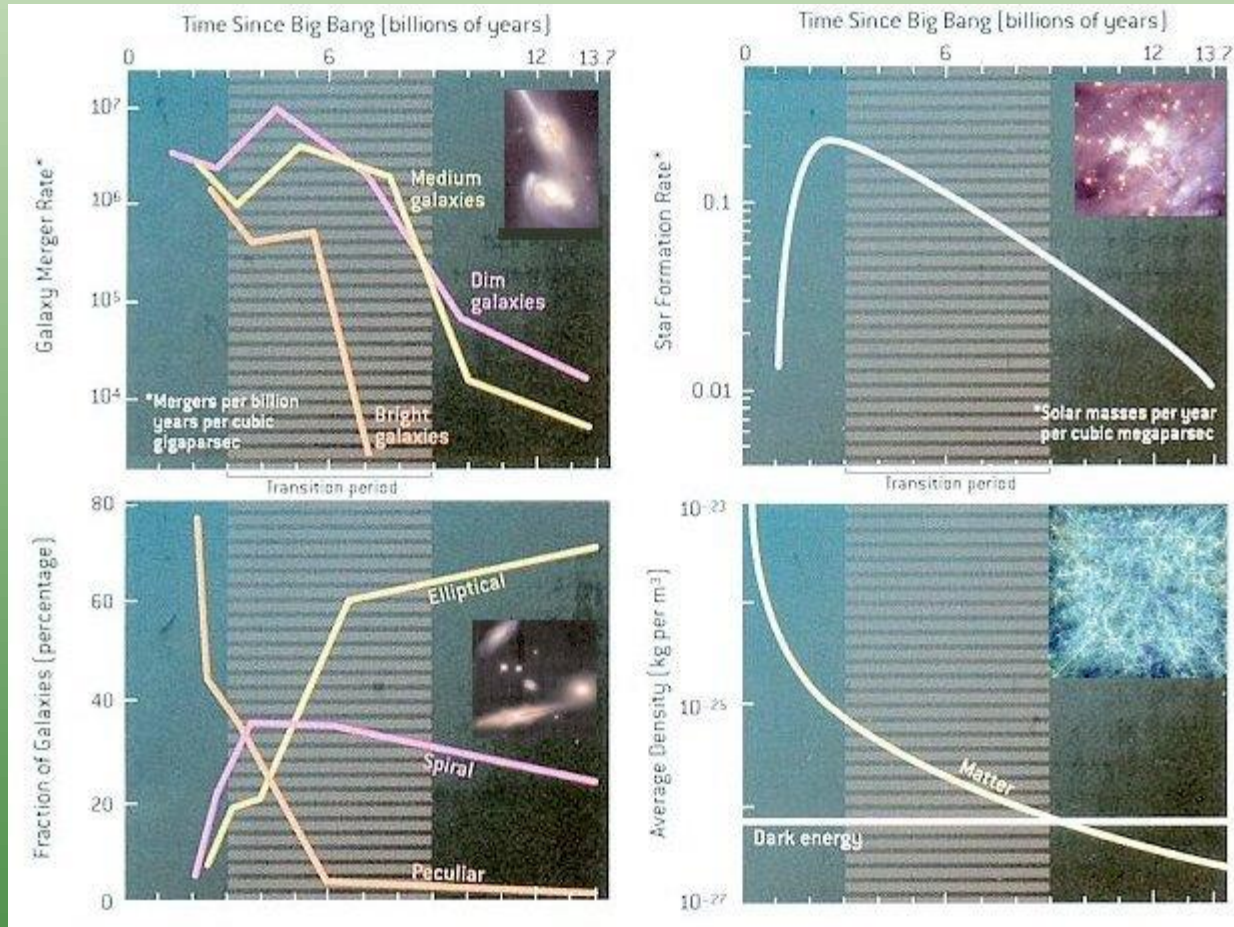


# Más material

As we look further back in the universe's history, the way it has expanded dictates what we should be able to see

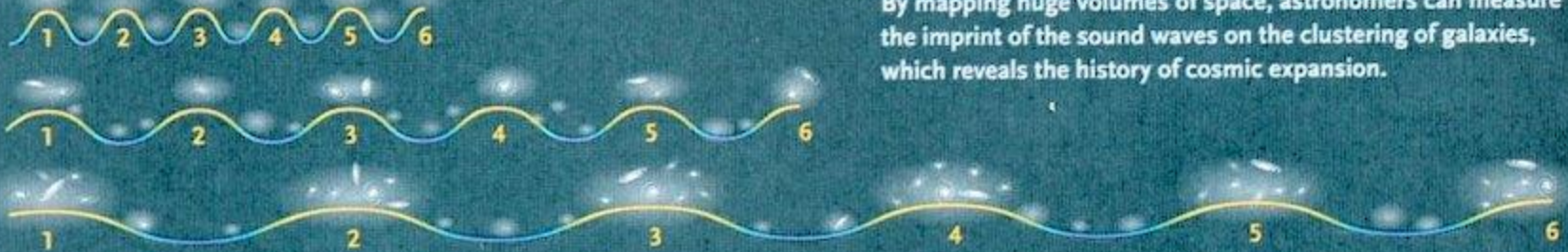


# Más material



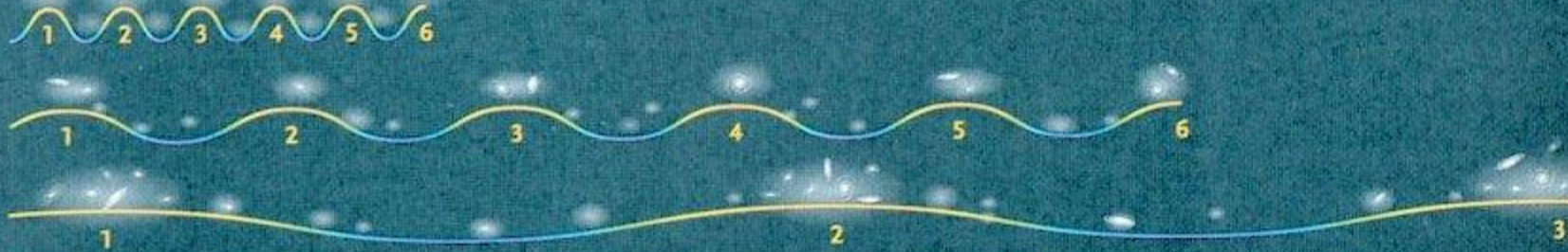
# Más material

## Uniformly Expanding Universe



Sound waves propagated through the early universe's hot gas, creating a preferential separation between the overdense regions and the galaxies that formed within them. Cosmic expansion has stretched the wavelength of these "baryon acoustic oscillations." By mapping huge volumes of space, astronomers can measure the imprint of the sound waves on the clustering of galaxies, which reveals the history of cosmic expansion.

## Accelerating Universe



# Más material

