



WIMPs y FIMPs en Cosmología No Estándar

Joel Jones-Pérez

Pontificia Universidad Católica del Perú (PUCP)

Basado en:

J. Silva-Malpartida, N. Bernal, JJP, R. Lineros (2306.14943)

J. Silva-Malpartida, N. Bernal, JJP, R. Lineros (2408.08950)

¿Cómo se “descubre” la materia oscura?



Cluster
Coma



Fritz Zwicky
(1933)

¿Cómo se “descubre” la materia oscura?



Cluster
Coma



Galaxias
Espirales



Fritz Zwicky
(1933)



Vera Rubin
(1975)

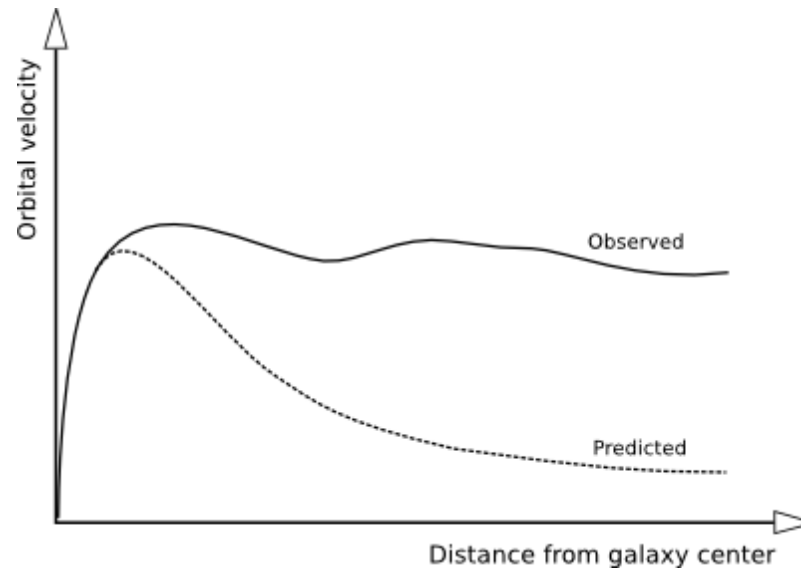
¿Cómo se “descubre” la materia oscura?



Cluster
Coma



Galaxias
Espirales

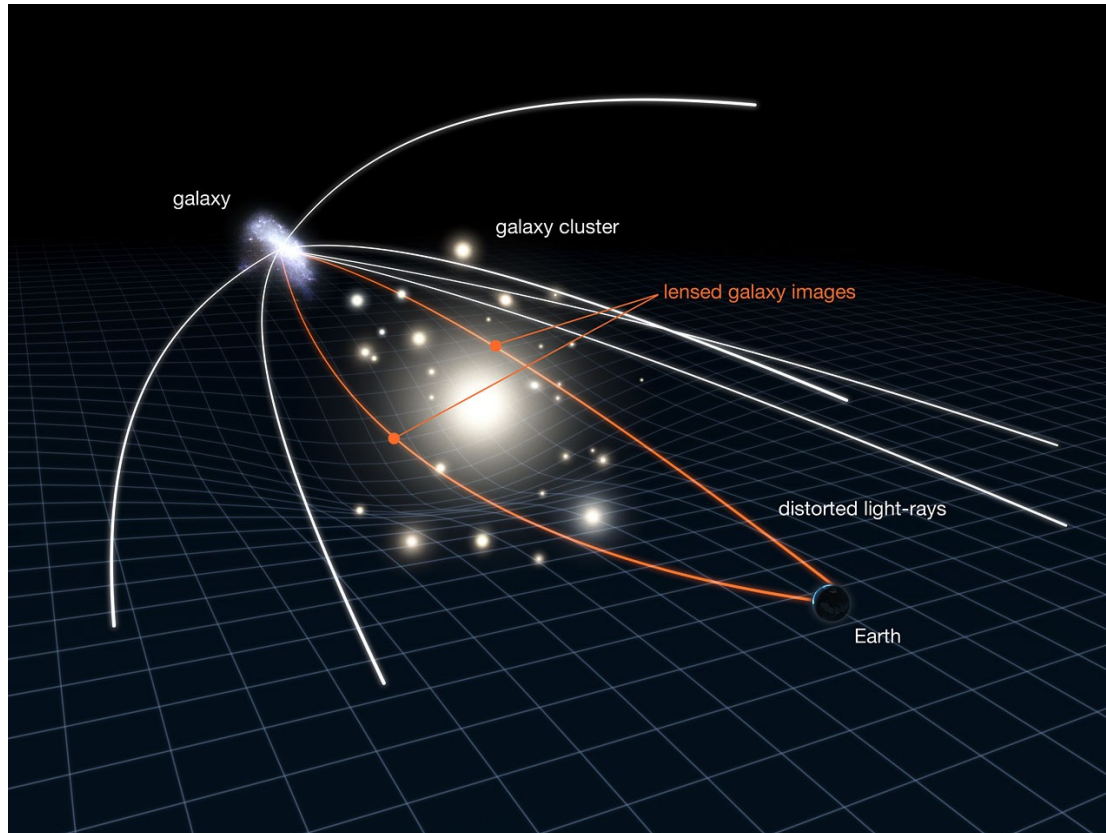


Fritz Zwicky
(1933)



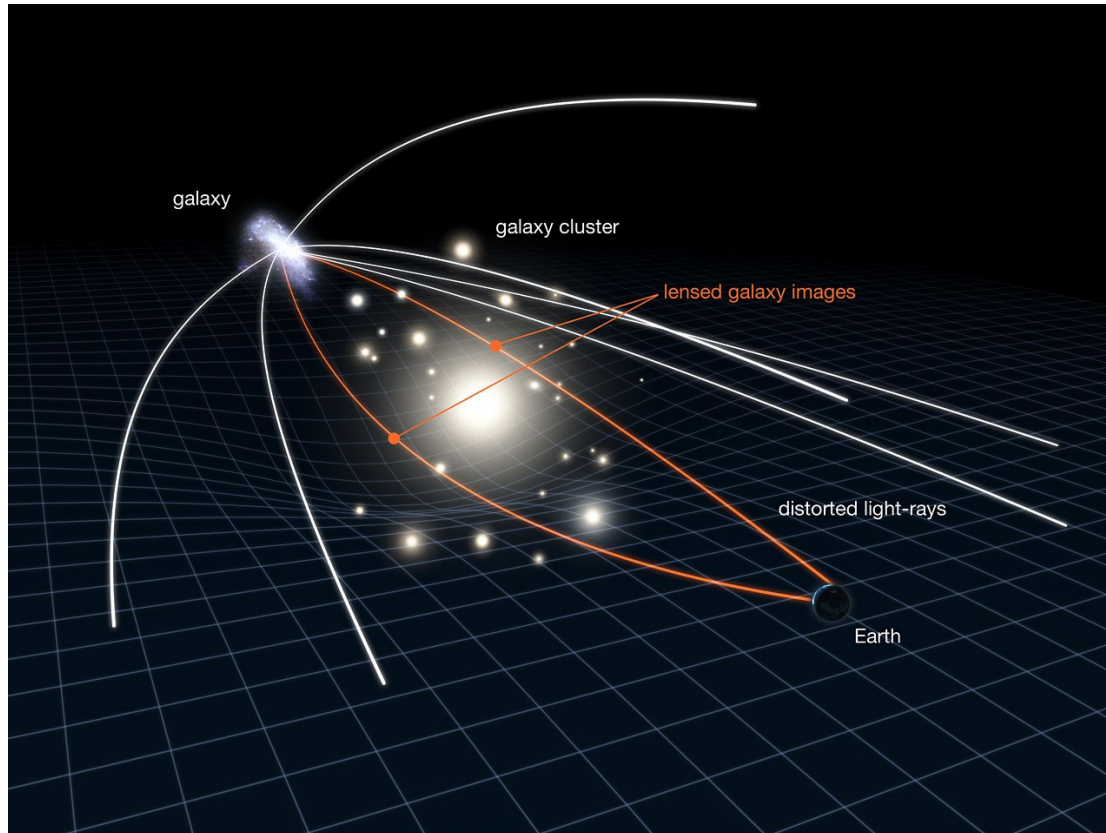
Vera Rubin
(1975)

Lentes Gravitacionales



Efecto de Relatividad General: la masa funciona como lente, capaz de desviar la trayectoria de la luz

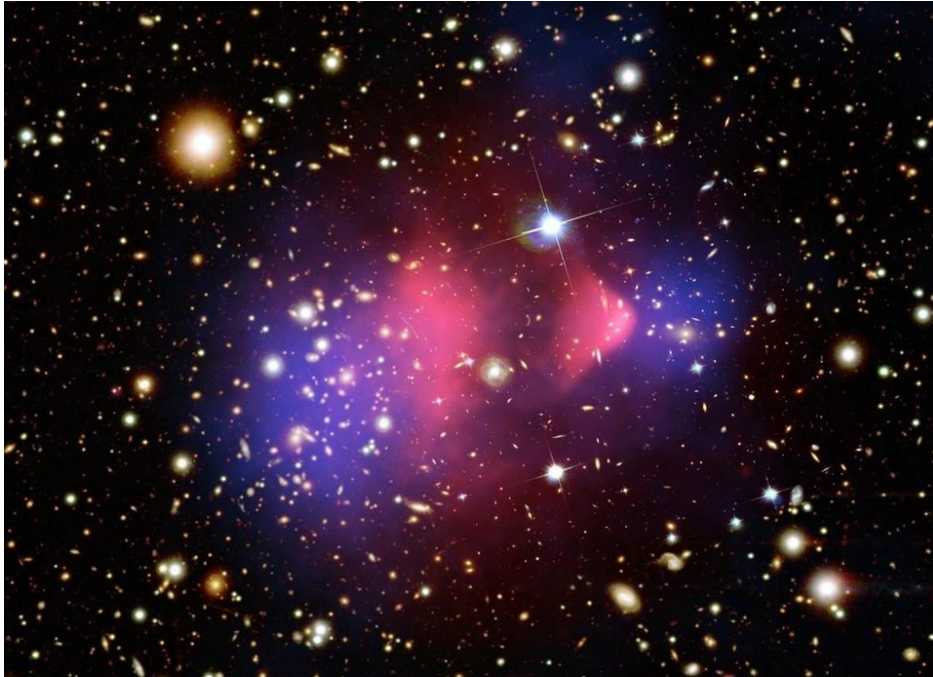
Lentes Gravitacionales



Efecto de Relatividad General: la masa funciona como lente, capaz de desviar la trayectoria de la luz

Cluster Abell 2218
(Se necesita más masa)

Colisión de Clusters: Bullet Cluster

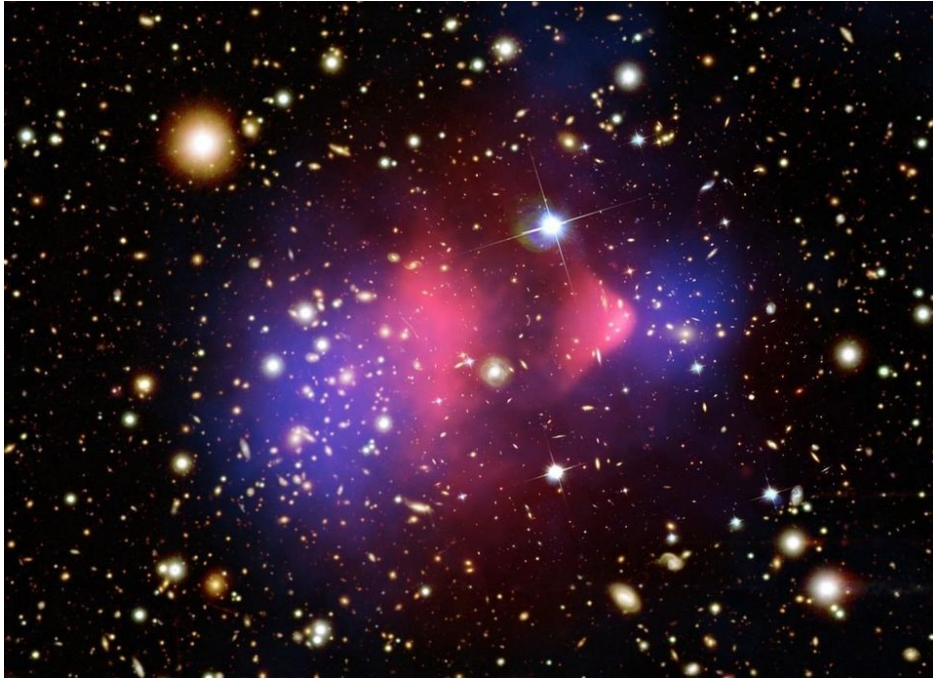


Los clusters están hechos de:

- estrellas (5% de masa)
- gas (10% de masa)
- materia oscura (85% de masa)

Cuando galaxias colisionan, sólo el gas “siente fricción”.

Colisión de Clusters: Bullet Cluster



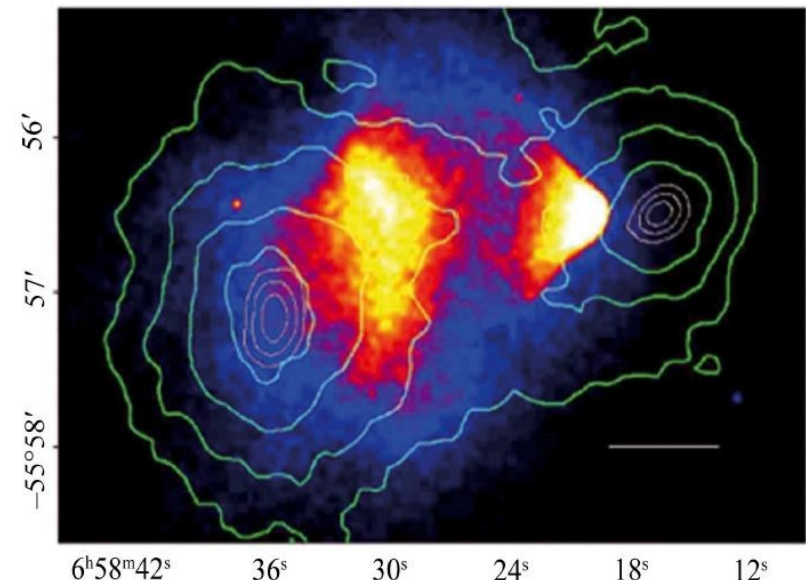
Los clusters están hechos de:

- estrellas (5% de masa)
- gas (10% de masa)
- materia oscura (85% de masa)

Cuando galaxias colisionan, sólo el gas “siente fricción”.

Usando *lensing*, se puede saber dónde esta la mayor parte la masa. Usando rayos-X, se puede saber dónde esta el gas.

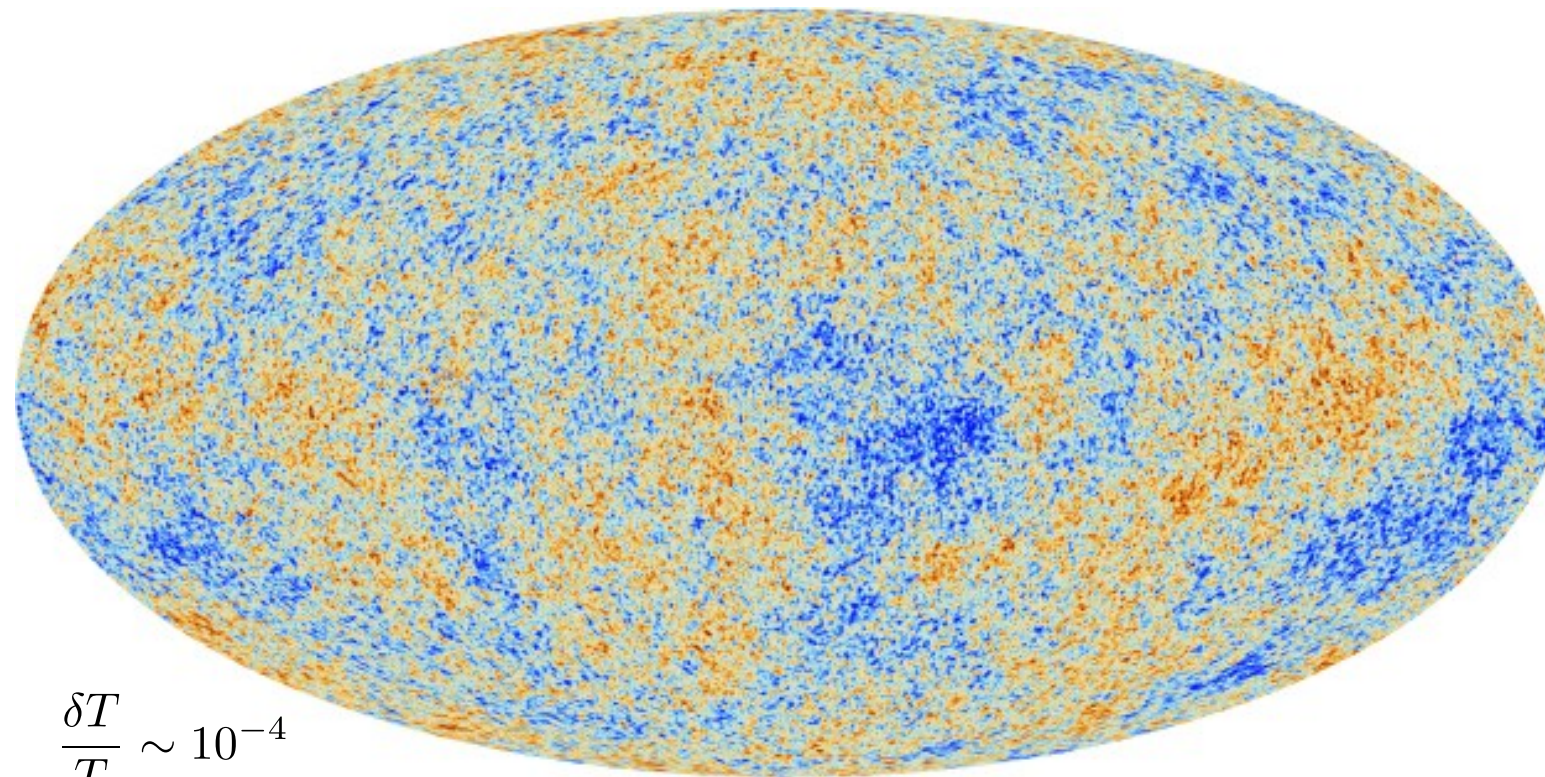
¡No coinciden!



El Fondo Cósmico de Microondas

Los resultados más avanzados: satélite Planck.

Mejor medición de anisotropías en el CMB.



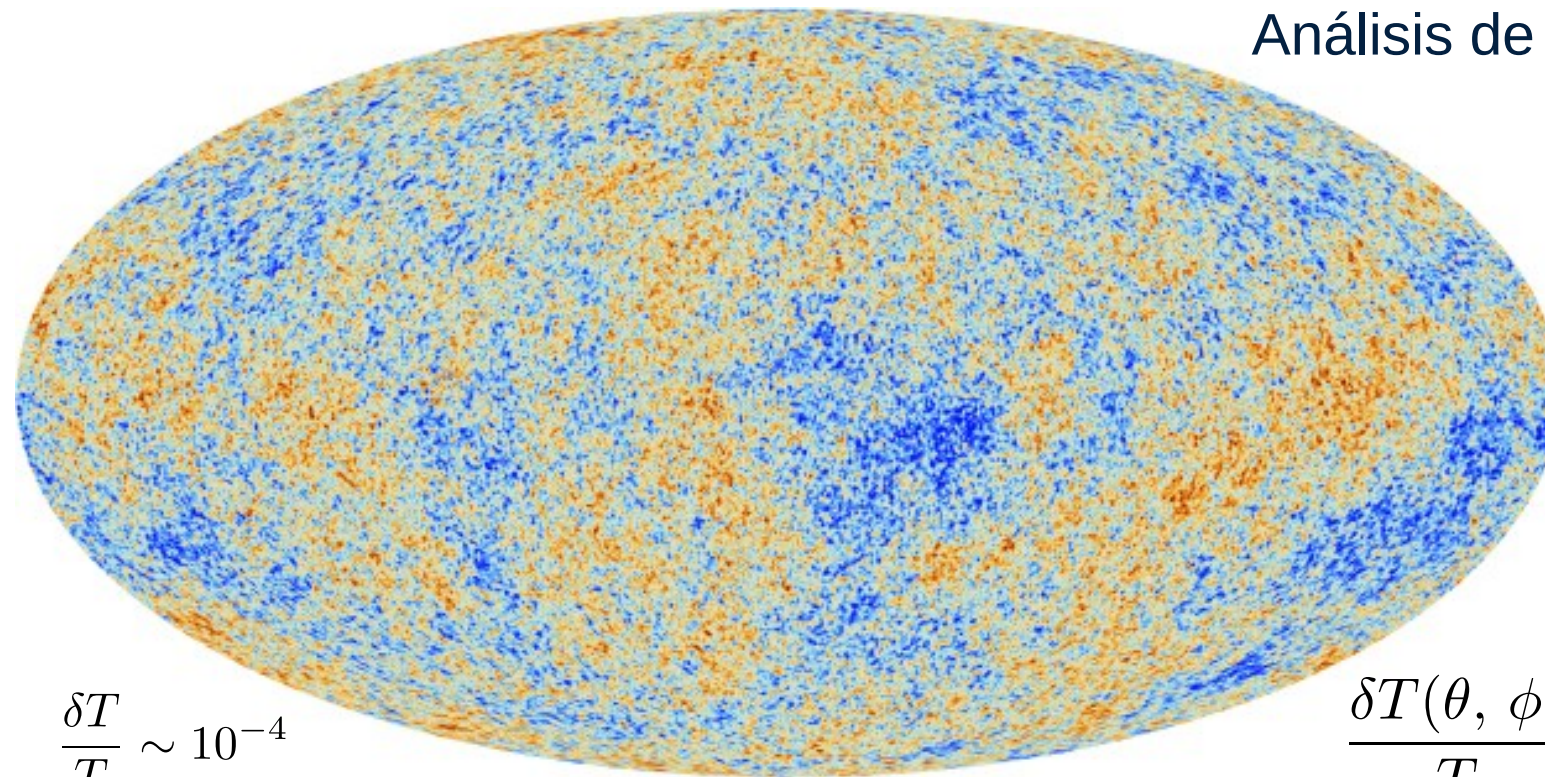
$$\frac{\delta T}{T} \sim 10^{-4}$$

El Fondo Cósmico de Microondas

Los resultados más avanzados: satélite Planck.

Mejor medición de anisotropías en el CMB.

Análisis de anisotropía mediante armónicos esféricos



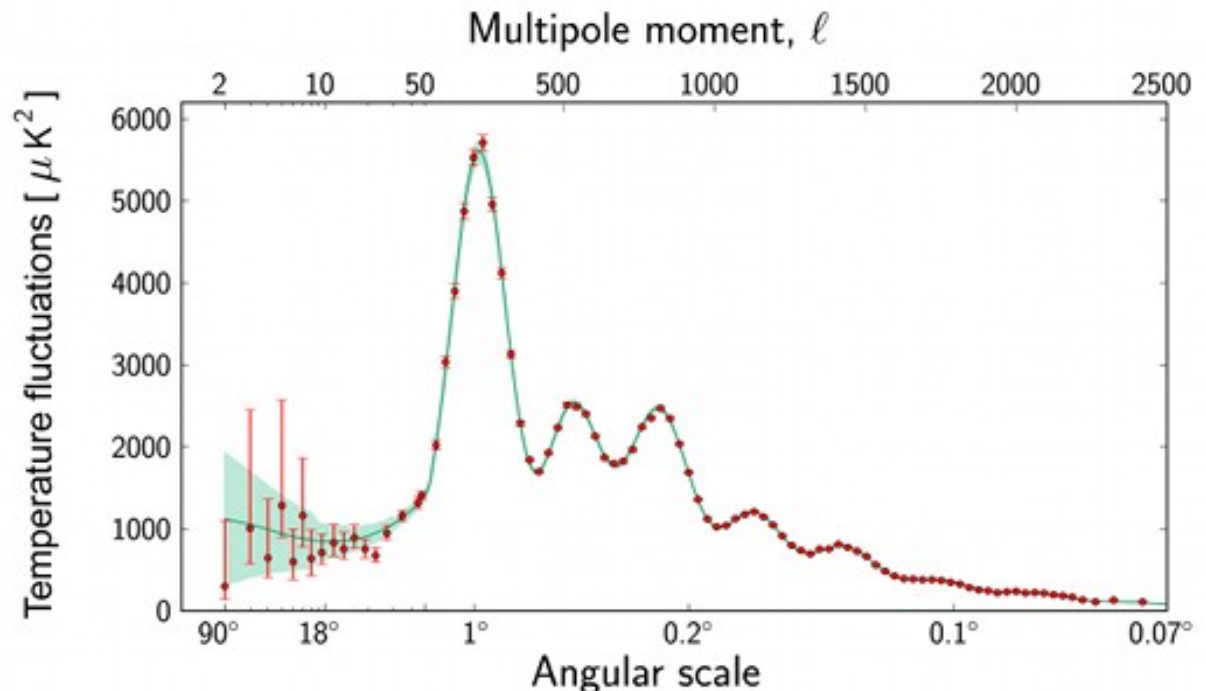
$$\frac{\delta T}{T} \sim 10^{-4}$$

$$\frac{\delta T(\theta, \phi)}{T} = \sum_{\ell, m} a_{\ell, m} Y_{\ell}^m(\theta, \phi)$$

El Fondo Cósmico de Microondas

Dada la data recolectada, es posible reconstruir los coeficientes $C_\ell = \langle |a_{\ell,m}|^2 \rangle$ (*power spectrum*).

Evidencia importante sobre materia oscura: se requiere de un componente no-relativista de materia oscura presente en el Universo temprano.



El Fondo Cósmico de Microondas

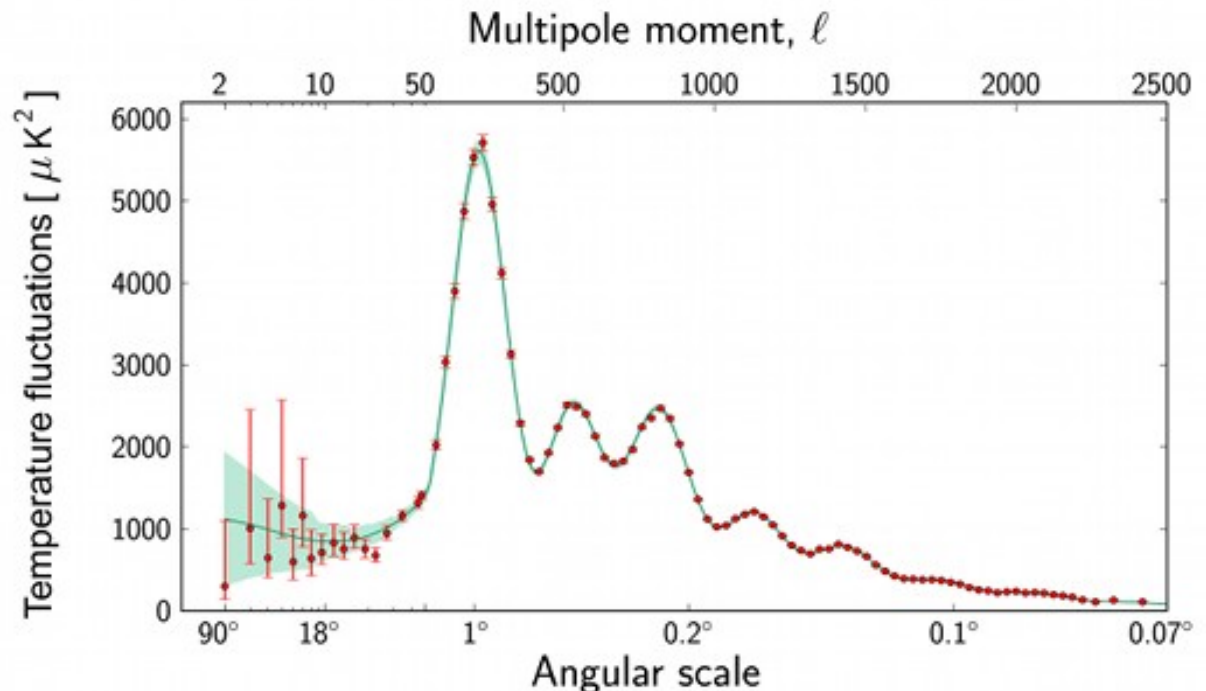
Dada la data recolectada, es posible reconstruir los coeficientes $C_\ell = \langle |a_{\ell,m}|^2 \rangle$ (*power spectrum*).

Evidencia importante sobre materia oscura: se requiere de un componente no-relativista de materia oscura presente en el Universo temprano.

Densidad de reliquia de materia oscura:

$$\Omega_c h^2 = 0.120 \pm 0.001$$

Implica que el ~25% de la energía del Universo está en forma de materia oscura, versus ~5% para bariones.

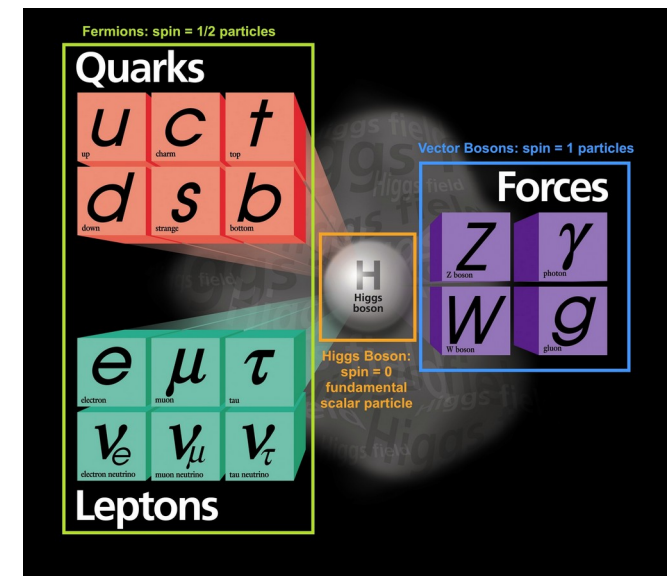


Materia Oscura en el Modelo Estándar

¿Qué candidatos a materia oscura tiene el Modelo Estándar?

Partículas neutras:


- Fotón
- Bosón de Higgs
- Bosón Z
- Neutrinos

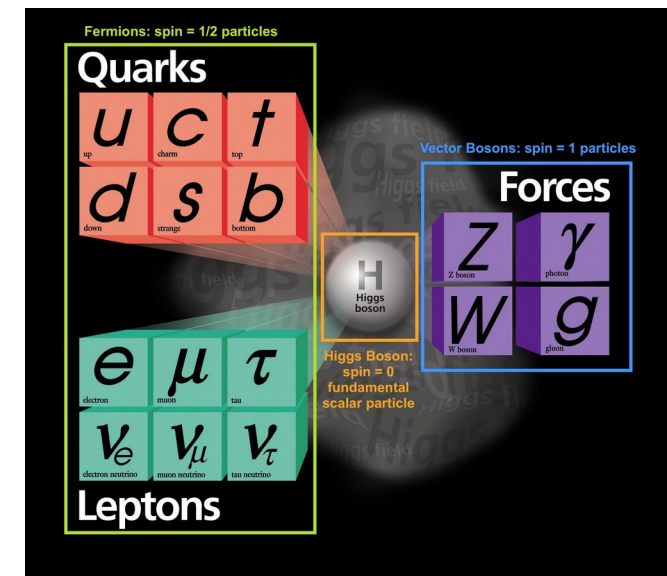


Materia Oscura en el Modelo Estándar

¿Qué candidatos a materia oscura tiene el Modelo Estándar?

Partículas neutras:

- Fotón  No tiene masa, y es fácil de detectar
- Bosón de Higgs
- Bosón Z
- Neutrinos



Materia Oscura en el Modelo Estándar

¿Qué candidatos a materia oscura tiene el Modelo Estándar?

Partículas neutras:

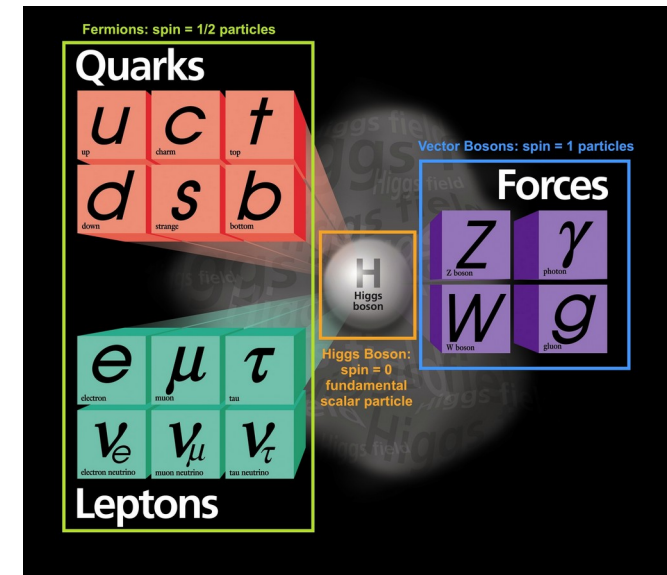
- Fotón
- ~~Bosón de Higgs~~
- ~~Bosón Z~~
- Neutrinos



No tiene masa, y es fácil de detectar



Son inestables, se desintegran casi instantáneamente



Materia Oscura en el Modelo Estándar

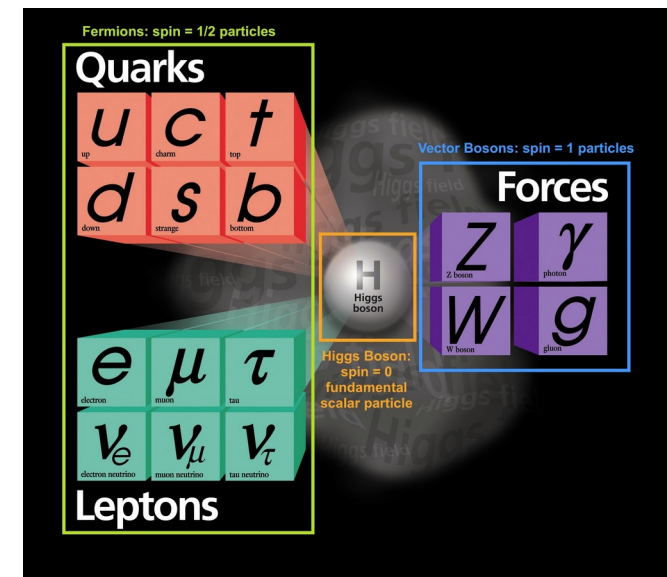
¿Qué candidatos a materia oscura tiene el Modelo Estándar?

Partículas neutras:

- ~~Fotón~~
 - ~~Bosón de Higgs~~
 - ~~Bosón Z~~
 - Neutrinos
- No tiene masa, y es fácil de detectar
- } Son inestables, se desintegran casi instantáneamente

Al tener poca masa, tienen un comportamiento relativista en el Universo temprano (materia oscura “caliente”).

Un problema: elimina estructuras galácticas. La materia oscura debe ser “fría”.



¿De qué vamos a hablar hoy?

Para estudiantes: El objetivo principal es entender cómo creemos que se produce la materia oscura en el Universo temprano.

Para profesores / postdocs: Mostrar el impacto que puede tener una cosmología no estándar en el espacio de parámetros de modelos de materia oscura.

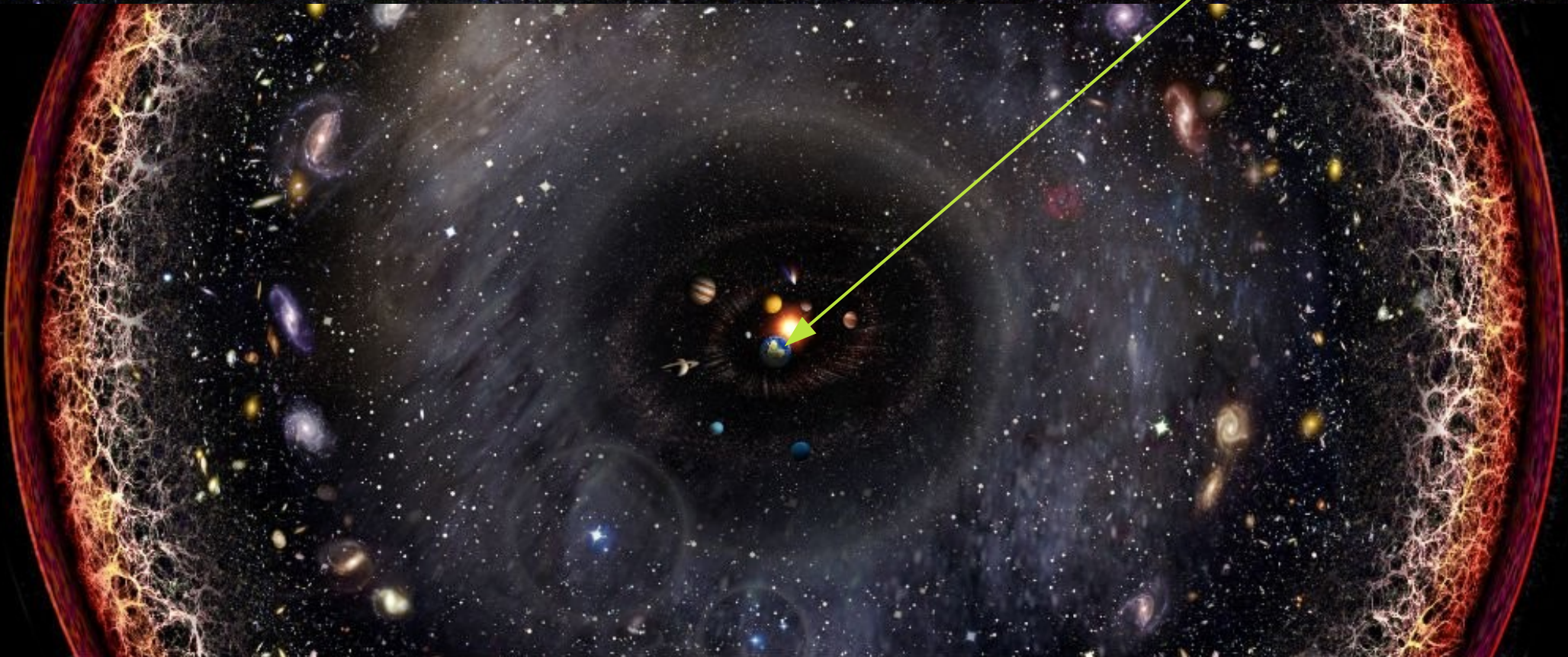
- Historia del Universo temprano
- WIMPs y FIMPs como candidatos a materia oscura
- Modificación de la historia del Universo temprano
- Impacto de Cosmología No Estándar en WIMPs y FIMPs

Historia del Universo Temprano

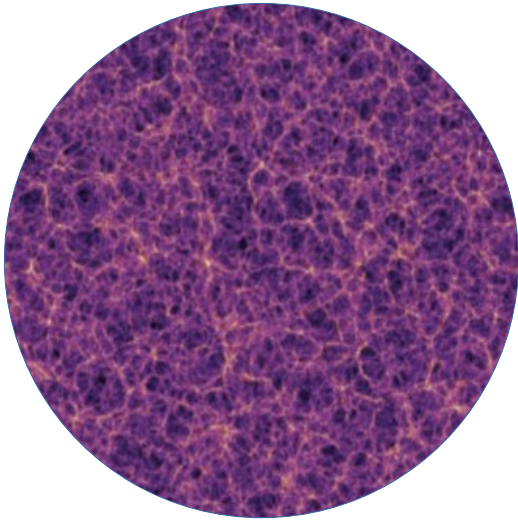
¿Dónde estamos?

¡Nosotros en el centro!

Universo Observable



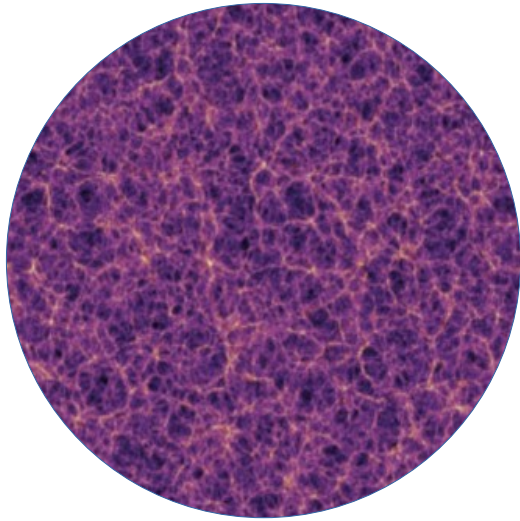
El Universo a gran escala



Homogéneo e isotrópico: métrica de Friedmann – Lemaître - Robertson – Walker

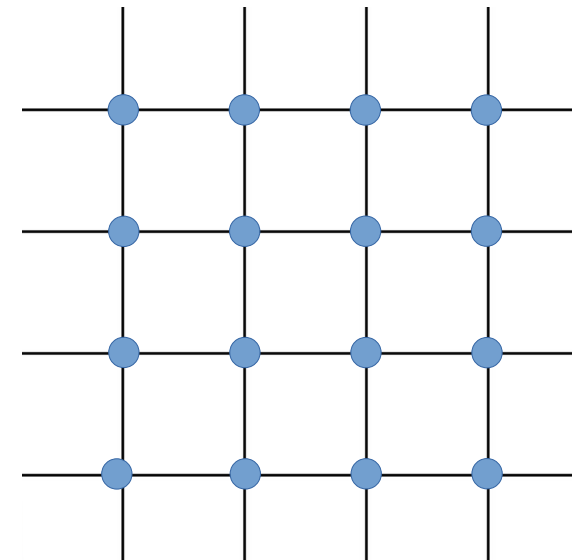
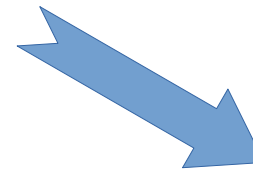
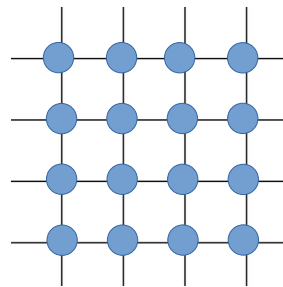
No hay un lugar ni una dirección preferida.

El Universo a gran escala



Homogéneo e isotrópico: métrica de Friedmann – Lemaître - Robertson – Walker

No hay un lugar ni una dirección preferida.



El Universo es prácticamente plano, y se está expandiendo de forma acelerada.

Modelo Λ CDM, actualmente dominado por materia oscura y energía oscura.

El Universo a gran escala

Dado el modelo Λ CDM, podemos estimar la edad del Universo ($\sim 10^{10}$ años).

Al tener un inicio, hay zonas desde las cuales aún no nos llega luz: están causalmente desconectadas.



El Universo a gran escala

Dado el modelo Λ CDM, podemos estimar la edad del Universo ($\sim 10^{10}$ años).

Al tener un inicio, hay zonas desde las cuales aún no nos llega luz: están causalmente desconectadas.

El Universo **observable** es finito, y se define como aquella región desde donde podría haber llegado luz (causalmente conectada).



$t = 0$

Si ponemos nuestro modelo cosmológico “en reversa”, llegamos a un momento donde todo se concentra en una región relativamente pequeña.

$t = 0$

Si ponemos nuestro modelo cosmológico “en reversa”, llegamos a un momento donde todo se concentra en una región relativamente pequeña.

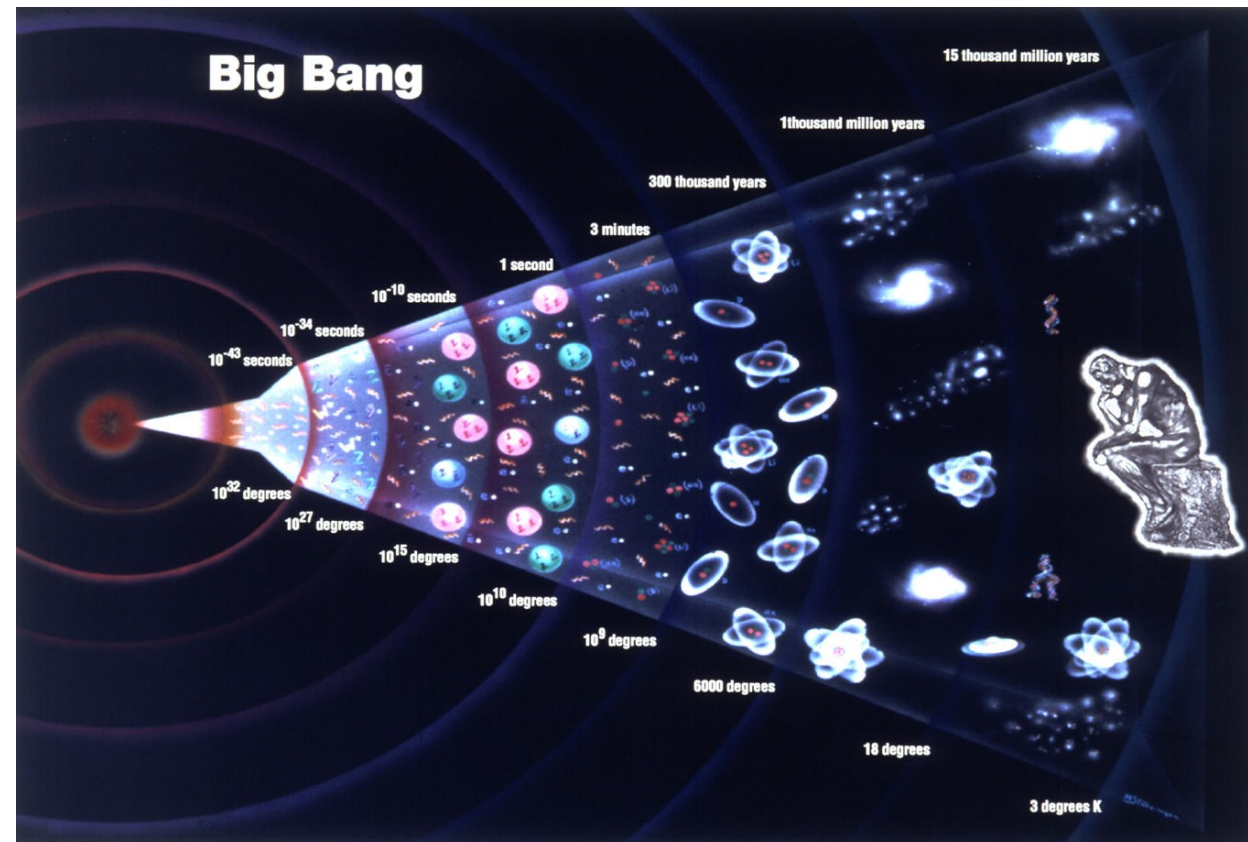
Por ello, a este modelo se le llama:



Conectando el Infinito con lo Infinitesimal

Si concentramos el Universo observable en una región pequeña, no será posible de que existan planetas, estrellas o galaxias.

Para hablar del Universo temprano, debemos hablar de un **plasma** de partículas elementales, en **equilibrio térmico**.



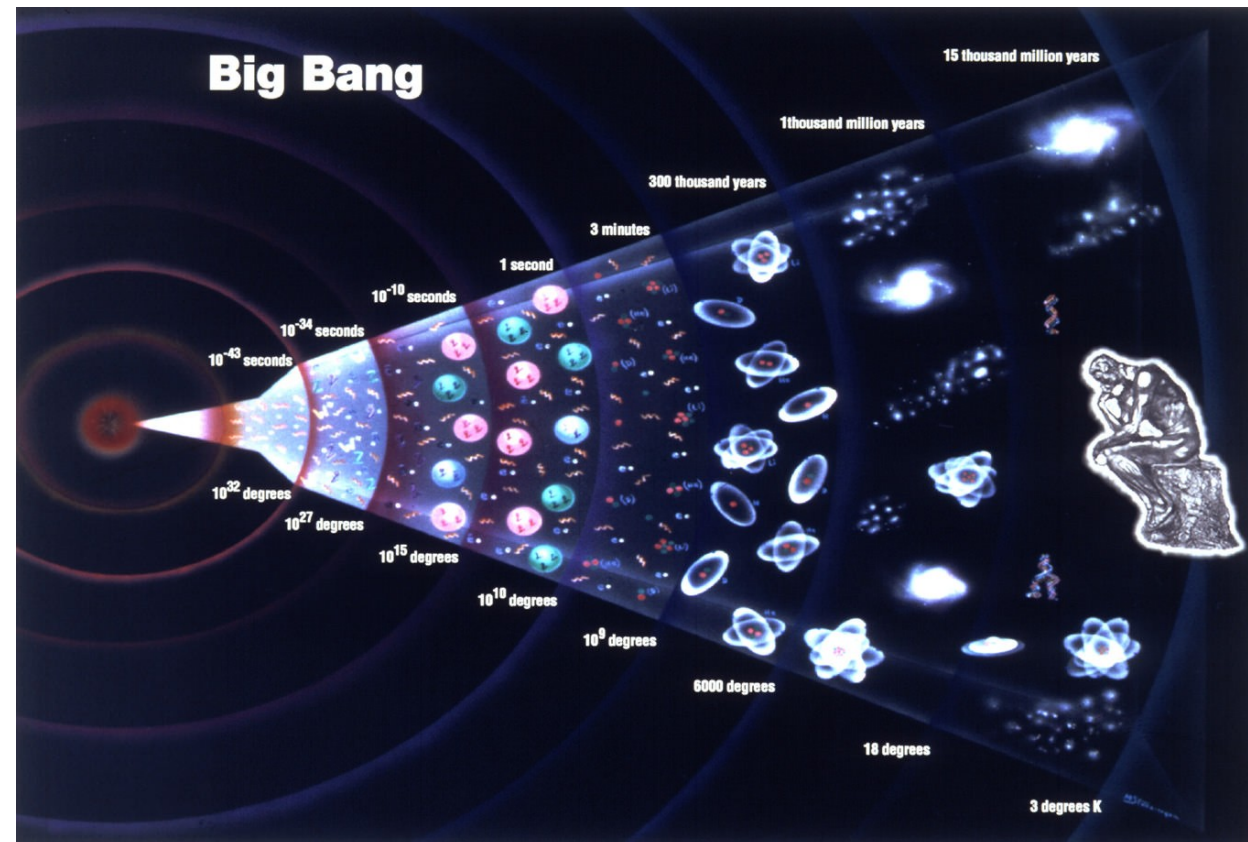
Conectando el Infinito con lo Infinitesimal

Si concentramos el Universo observable en una región pequeña, no será posible de que existan planetas, estrellas o galaxias.

Para hablar del Universo temprano, debemos hablar de un **plasma** de partículas elementales, en **equilibrio térmico**.

Su evolución se puede describir en base a:

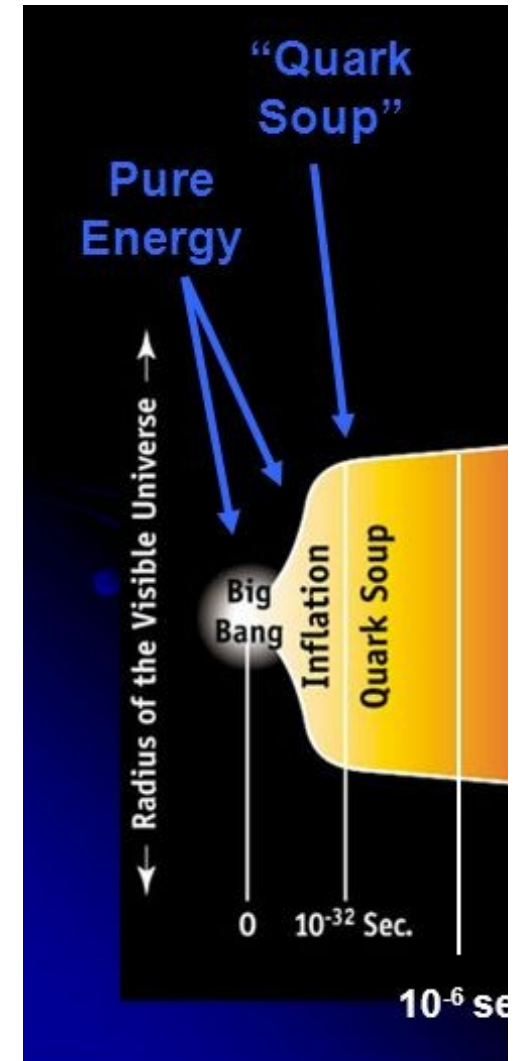
- tiempo, t
- factor de escala, a
- temperatura, T



Historia del Universo Temprano

Primer microsegundo: especulación teórica.

- Inflación
- Plasma primordial de partículas elementales.
- Quarks y gluones libres

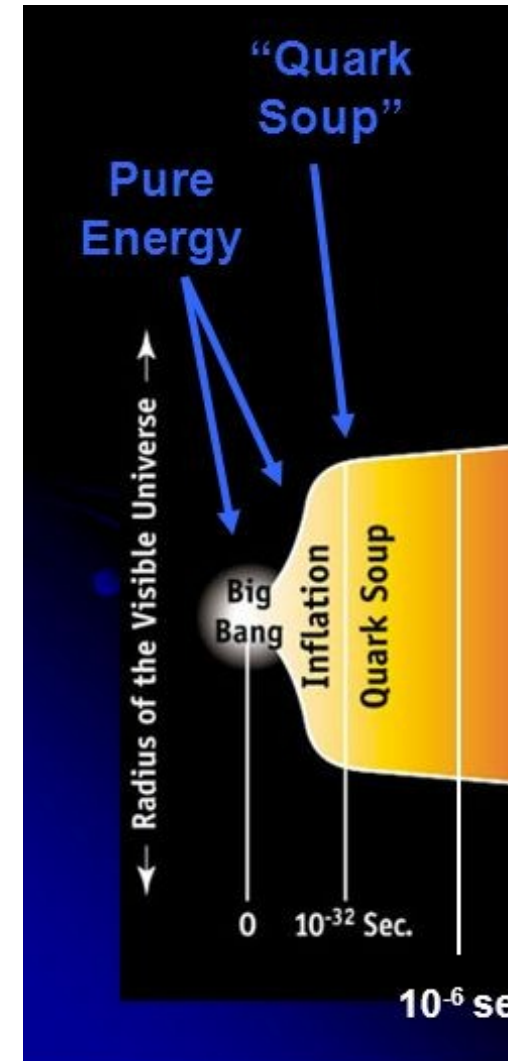


Historia del Universo Temprano

Primer microsegundo: especulación teórica.

- Inflación
- Plasma primordial de partículas elementales.
- Quarks y gluones libres

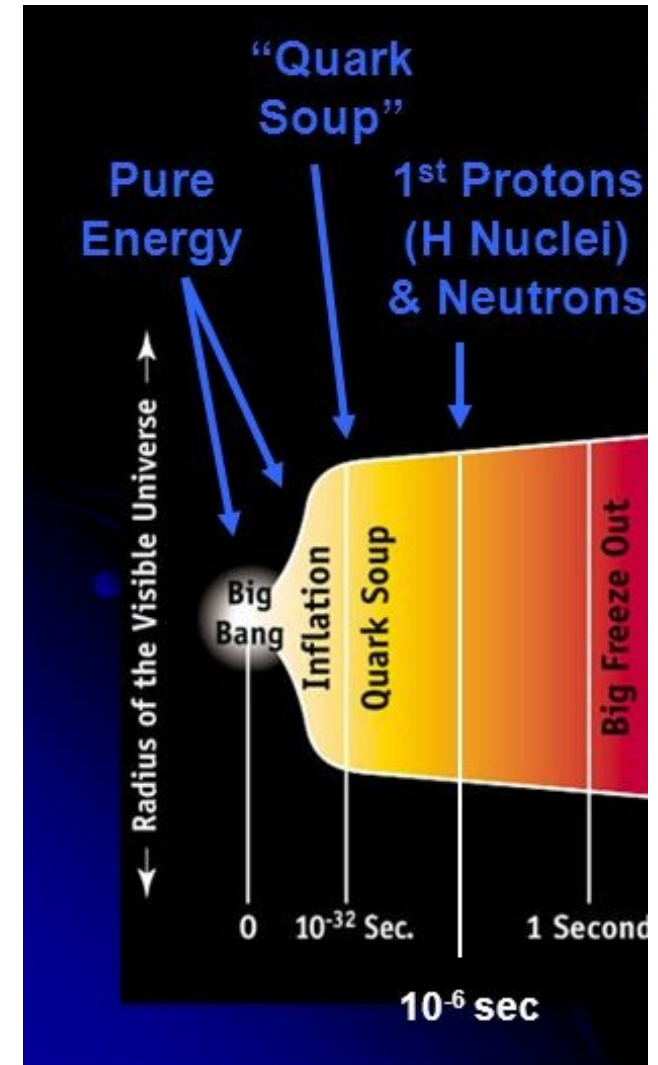
Al expandirse el espacio, la temperatura del plasma disminuye.



Historia del Universo Temprano

Primer segundo: sigue la especulación teórica, pero “menos rara”.

Quarks y gluones forman estados bariónicos (protones y neutrones).

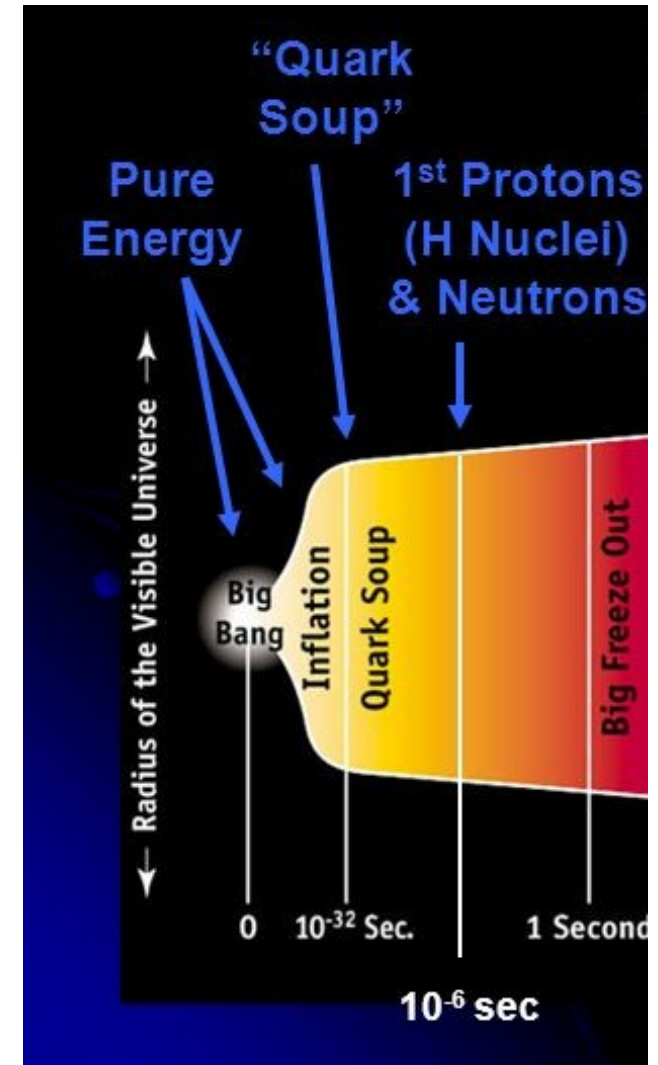


Historia del Universo Temprano

Primer segundo: sigue la especulación teórica, pero “menos rara”.

Quarks y gluones forman estados bariónicos (protones y neutrones).

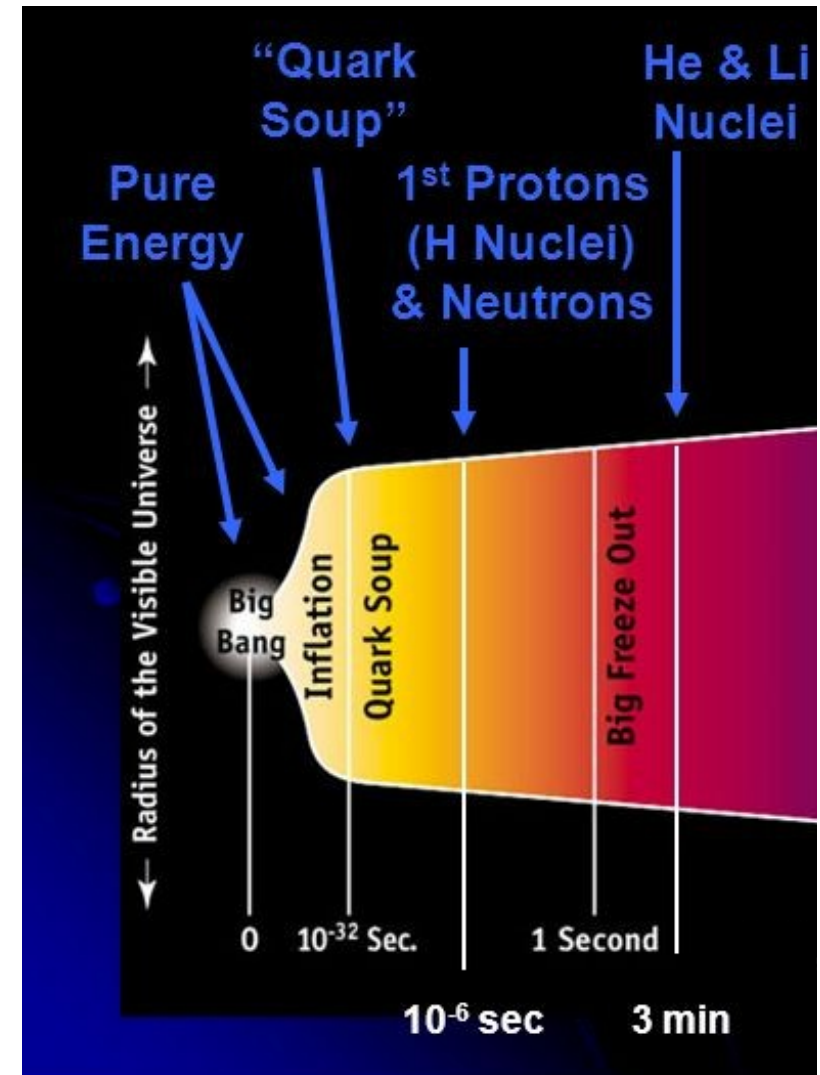
Los neutrinos se **desacoplan** del plasma primordial.



Historia del Universo Temprano

Entre el primer segundo y los primeros tres minutos: **nucleosíntesis** (BBN).

Se produce principalmente iones de ^4He , con componentes de ^2H , ^3He y ^7Li .



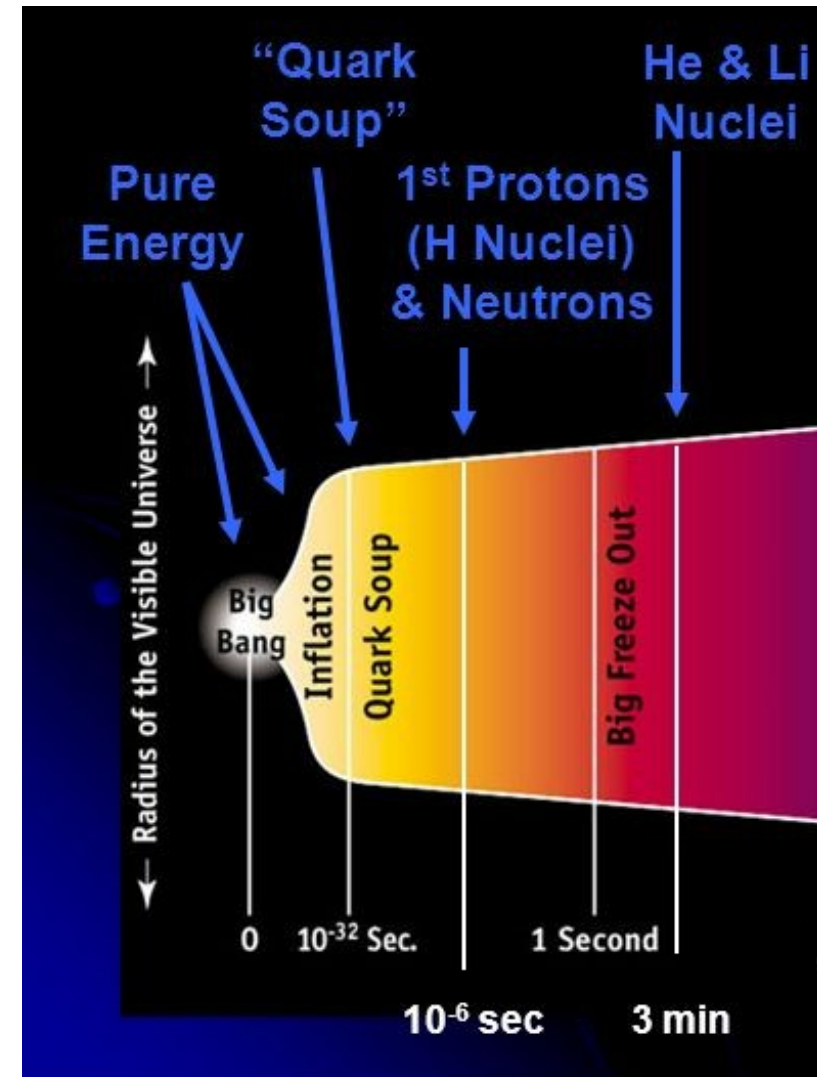
Historia del Universo Temprano

Entre el primer segundo y los primeros tres minutos: **nucleosíntesis (BBN)**.

Se produce principalmente iones de ^4He , con componentes de ^2H , ^3He y ^7Li .

Las concentraciones predichas por BBN han sido observadas experimentalmente, y confirmadas.

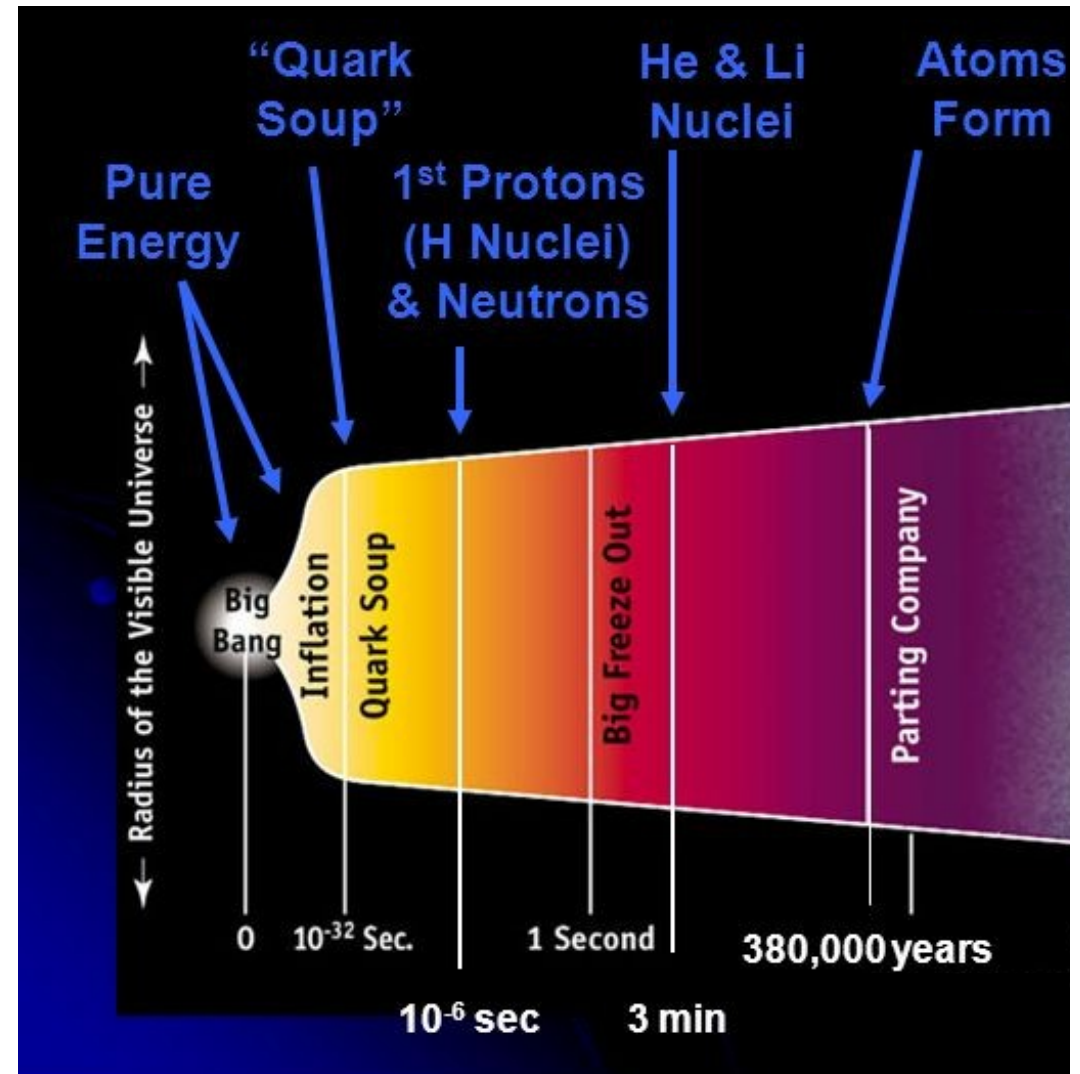
Esto nos confirma que, en algún momento, el Universo estaba lleno de un plasma de electrones, fotones y bariones.



Historia del Universo Temprano

380 000 años: electrones se combinan con iones, formando átomos neutros.

Los fotones se **desacoplan** del plasma.

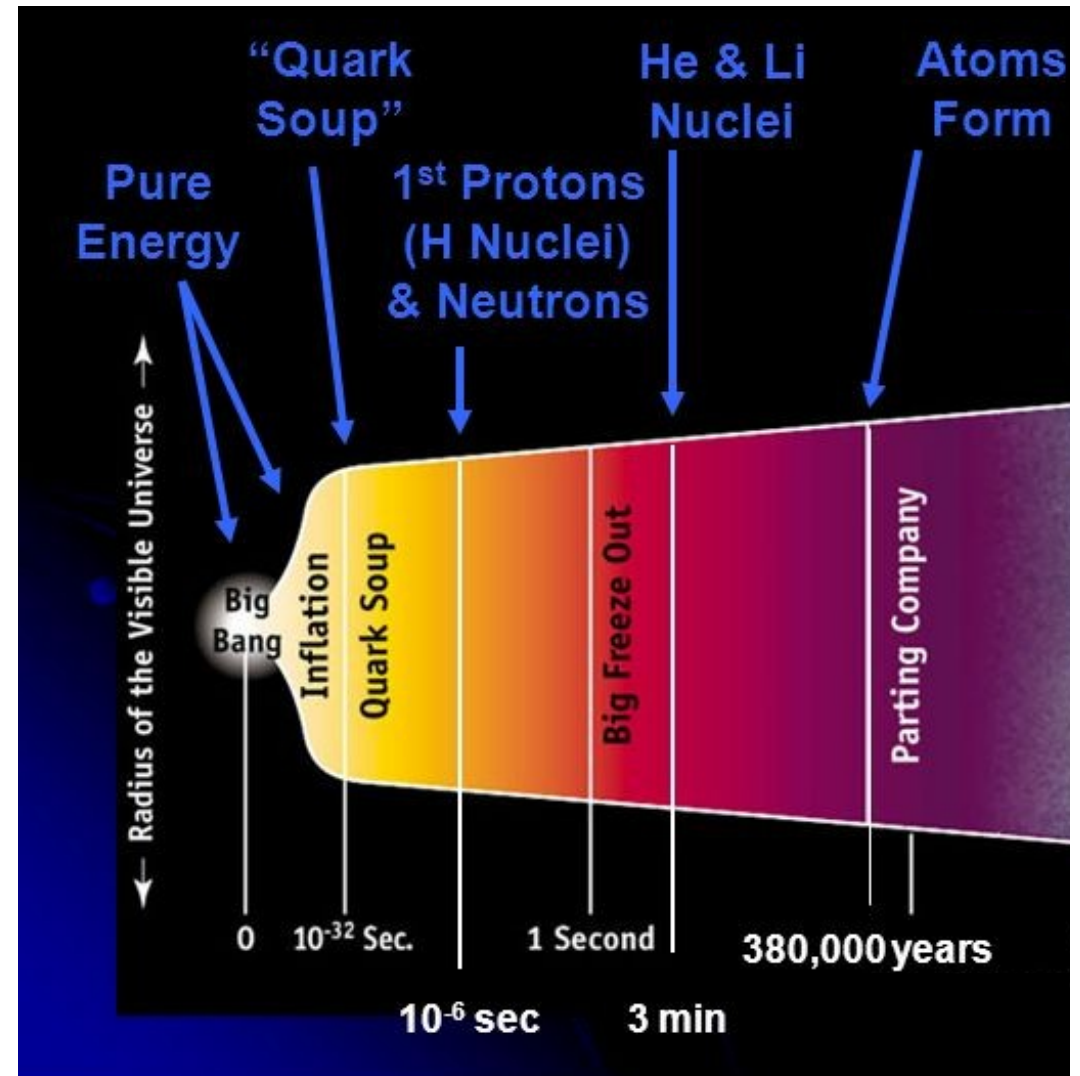


Historia del Universo Temprano

380 000 años: electrones se combinan con iones, formando átomos neutros.

Los fotones se **desacoplan** del plasma.

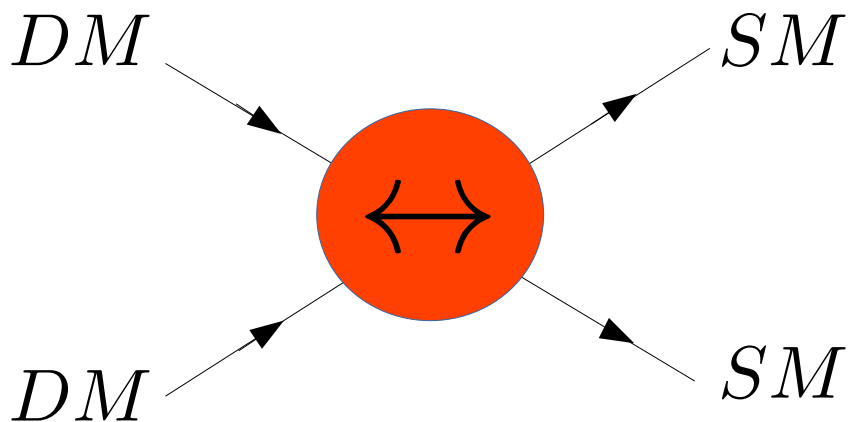
El Universo se vuelve **transparente**, y marca el tamaño del Universo **visible** (distinto al observable).



WIMPs y FIMPs como candidatos a materia oscura

Materia Oscura Térmica: El *Freeze-Out*

¡La materia oscura pudo haber sido parte del plasma primordial!

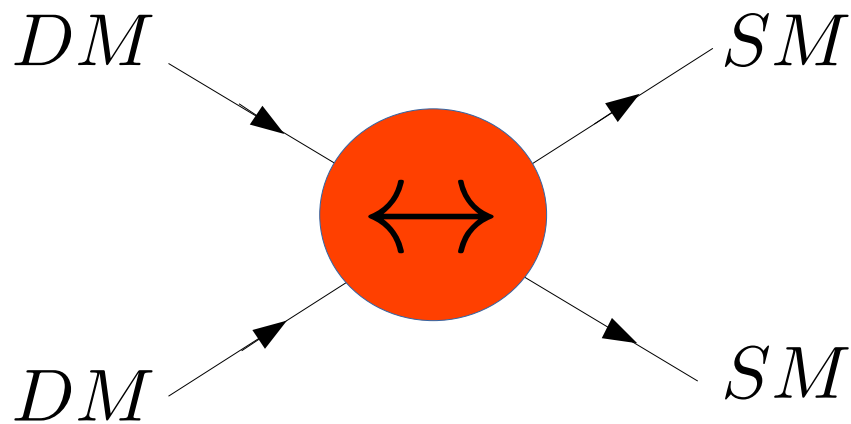


La tasa de interacción debe ser mucho mayor que la tasa de expansión del Universo.

$$\Gamma_{\text{int}}/H \geq 1$$

Materia Oscura Térmica: El *Freeze-Out*

¡La materia oscura pudo haber sido parte del plasma primordial!



La tasa de interacción debe ser mucho mayor que la tasa de expansión del Universo.

$$\Gamma_{\text{int}}/H \geq 1$$

Densidad energética

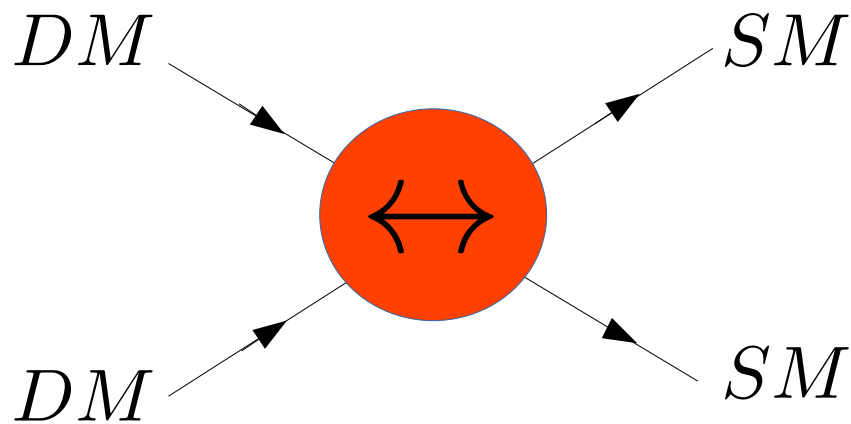
$$H^2 = \frac{\rho}{3M_P^2} \sim \frac{1}{a^4}$$

Masa de Planck
reducida

Factor de escala

Materia Oscura Térmica: El *Freeze-Out*

¡La materia oscura pudo haber sido parte del plasma primordial!



La tasa de interacción debe ser mucho mayor que la tasa de expansión del Universo.

$$\Gamma_{\text{int}}/H \geq 1$$

Densidad energética

$$H^2 = \frac{\rho}{3M_P^2} \sim \frac{1}{a^4}$$

Masa de Planck reducida

Factor de escala

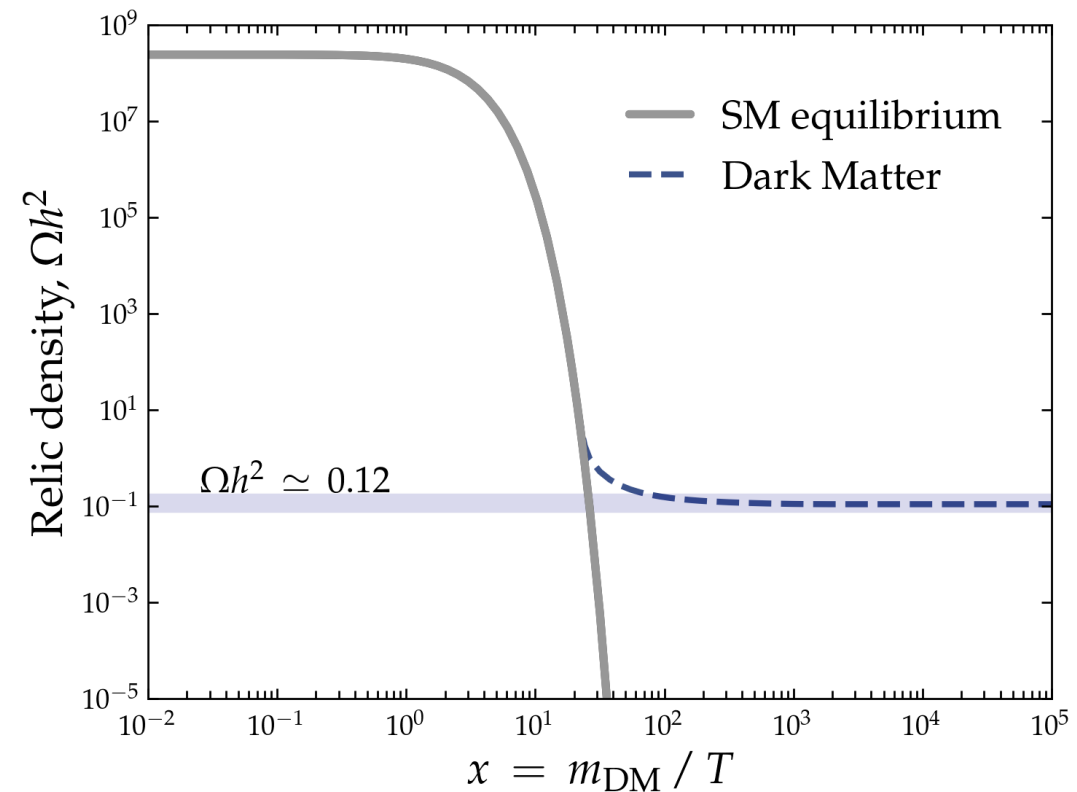
Densidad de número

$$\Gamma_{\text{int}} = \langle \sigma v \rangle_T n_{DM}$$

Promedio térmico de sección de choque por velocidad

Materia Oscura Térmica: El *Freeze-Out*

Eventualmente, el Universo se expande más rápido, y la materia oscura se desacopla del plasma (*freeze-out*)

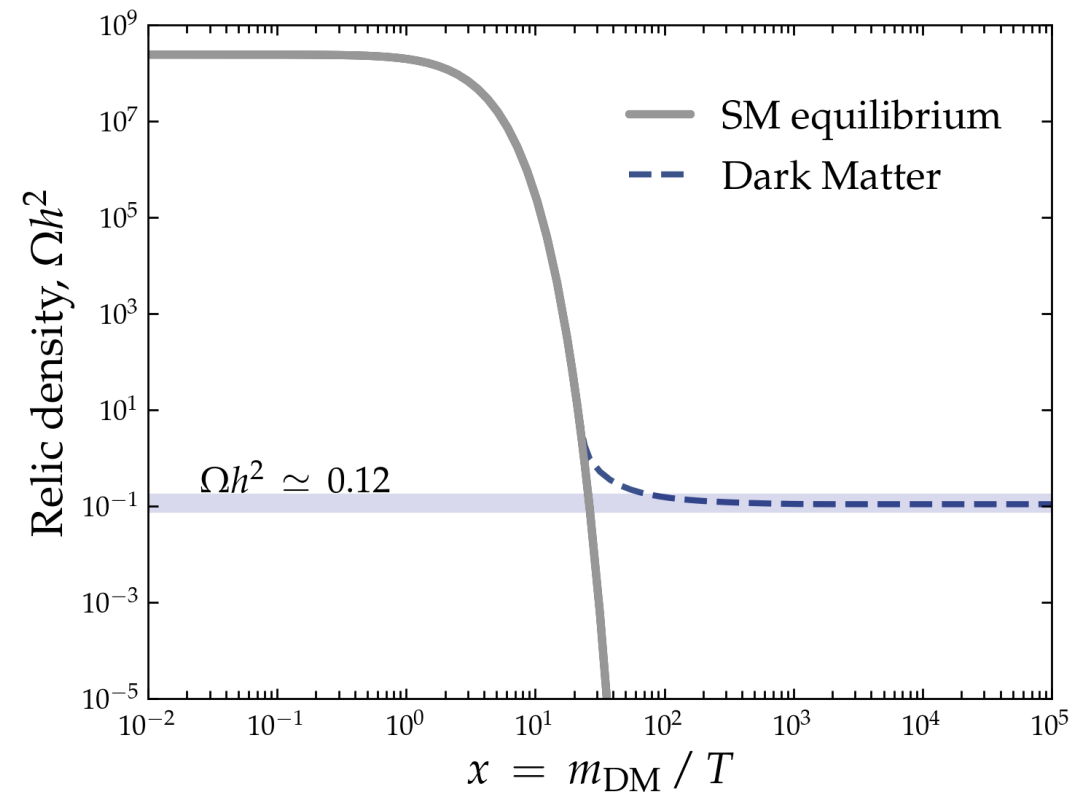


Materia Oscura Térmica: El *Freeze-Out*

Eventualmente, el Universo se expande más rápido, y la materia oscura se desacopla del plasma (*freeze-out*)

La densidad de reliquia Ωh^2 es proporcional al **yield** Y , definido como la razón entre la densidad de número y la entropía. ¡Ambos escalan igual!

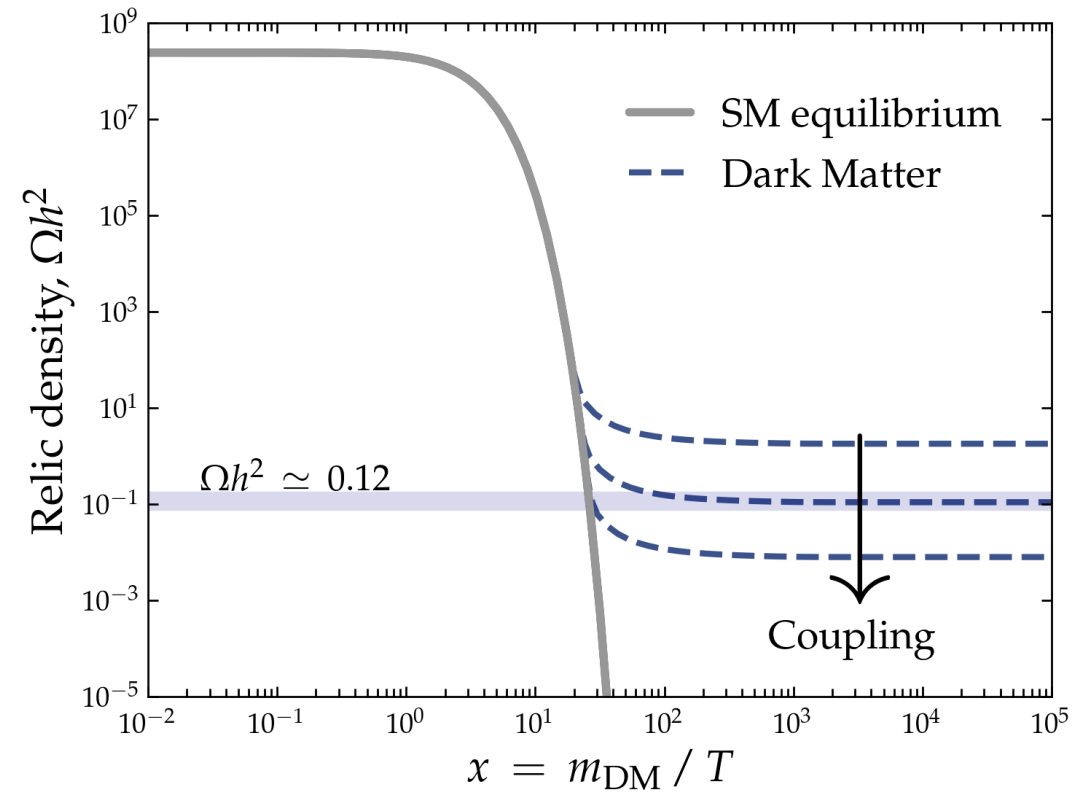
$$Y = \frac{n_{DM}}{s}$$



Materia Oscura Térmica: El *Freeze-Out*

El instante de desacople depende de cuándo se cumple:

$$\Gamma_{\text{int}}/H < 1$$



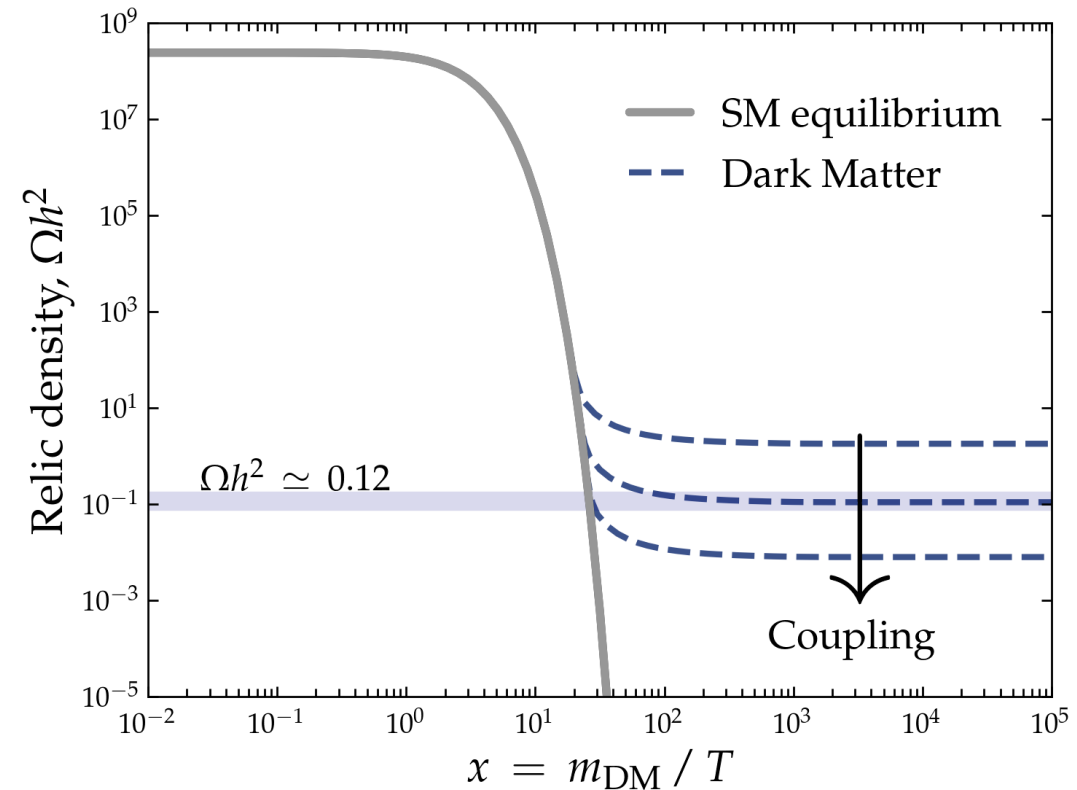
Materia Oscura Térmica: El *Freeze-Out*

El instante de desacople depende de cuándo se cumple:

$$\Gamma_{\text{int}}/H < 1$$

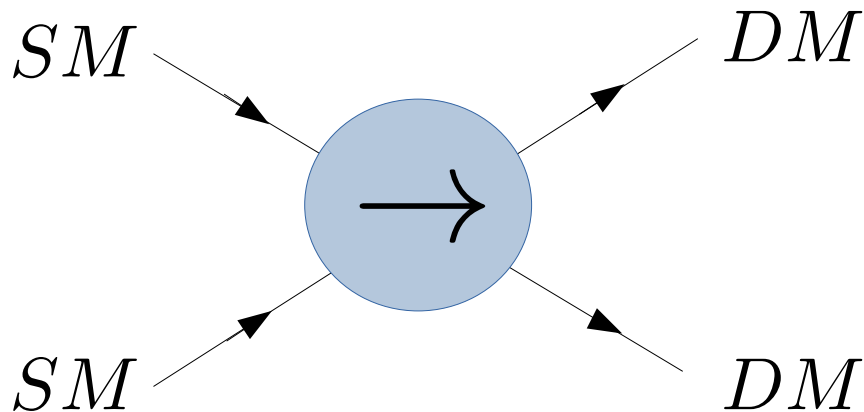
Acoplamientos más grandes implican $\langle\sigma v\rangle_T$ más grandes, y un desacople posterior.

Por ello, un acoplamiento grande lleva a una densidad de reliquia más pequeña.



Materia Oscura No-Térmica: El *Freeze-In*

Si el acoplamiento de la materia oscura es muy pequeño, no llega a estar en equilibrio térmico con el plasma primordial.

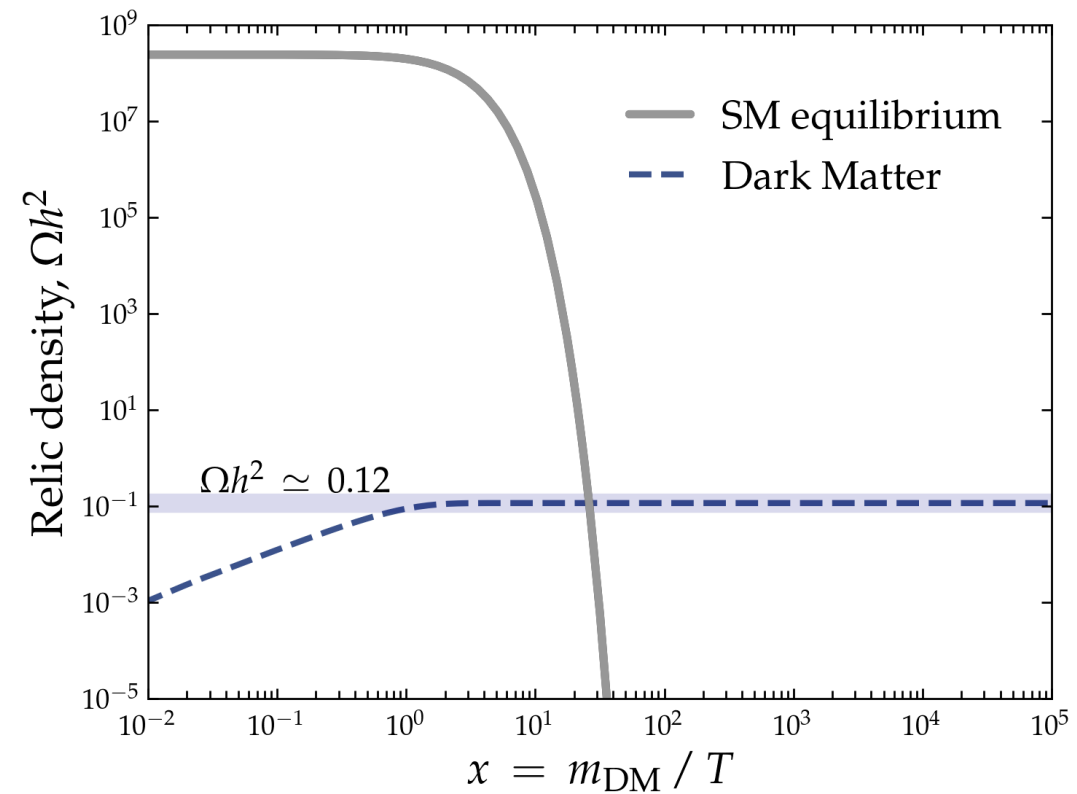


$$\Gamma_{\text{int}}/H \ll 1$$

La producción de materia oscura en este caso depende de la aniquilación, o desintegración, de partículas en el plasma primordial: *freeze-in*.

Materia Oscura No-Térmica: El *Freeze-In*

En este caso, la densidad de materia oscura va en aumento. Se suele asumir que la densidad inicial es cero.

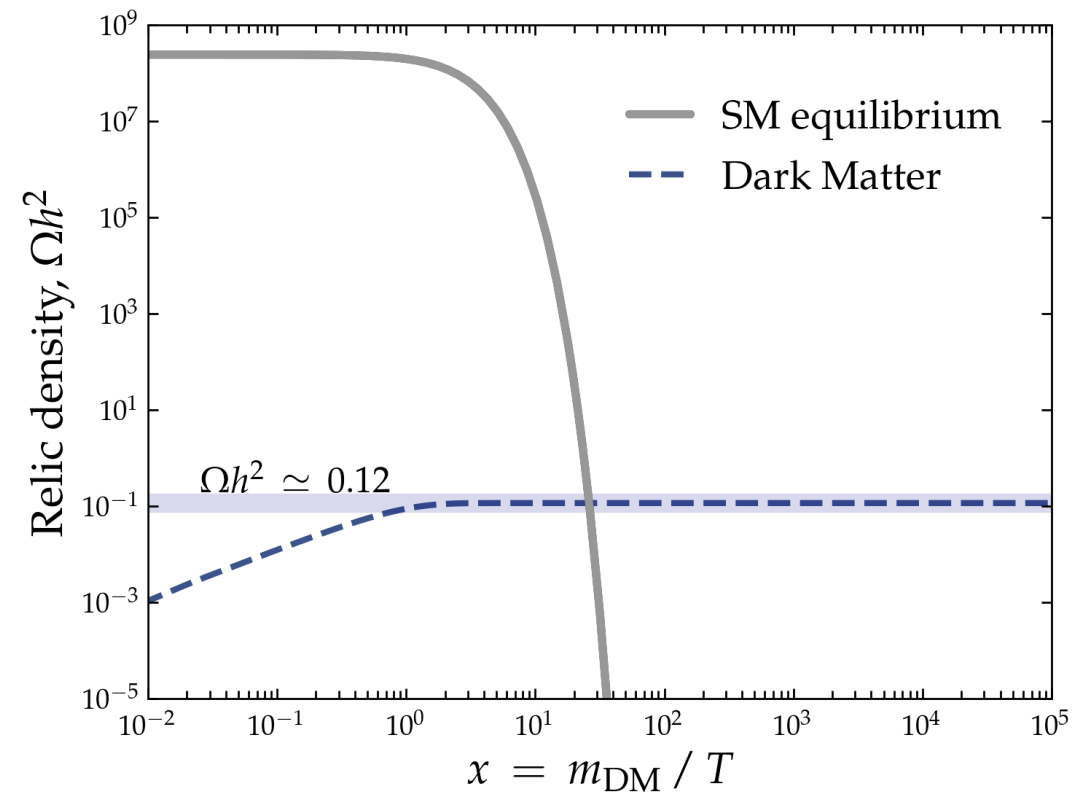


Materia Oscura No-Térmica: El *Freeze-In*

En este caso, la densidad de materia oscura va en aumento. Se suele asumir que la densidad inicial es cero.

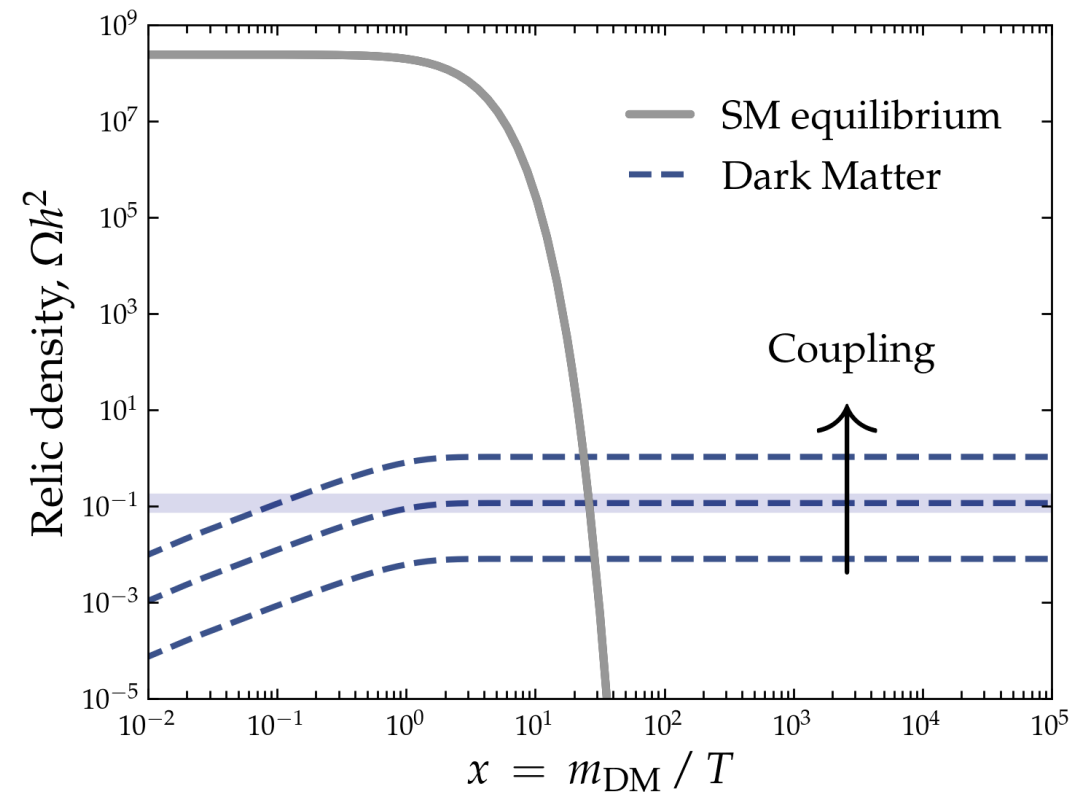
Para aniquilaciones, la producción suele detenerse cuando T es del orden de la masa de la materia oscura.

Para desintegraciones, se detiene cuando T es del orden de la masa de la partícula que decae.



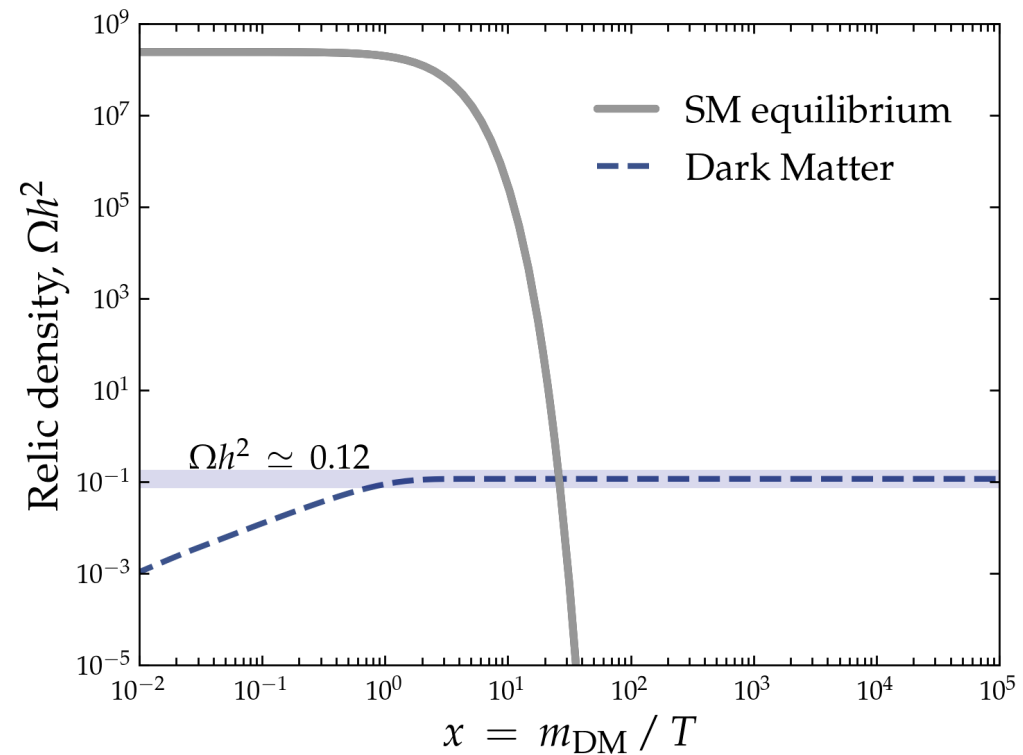
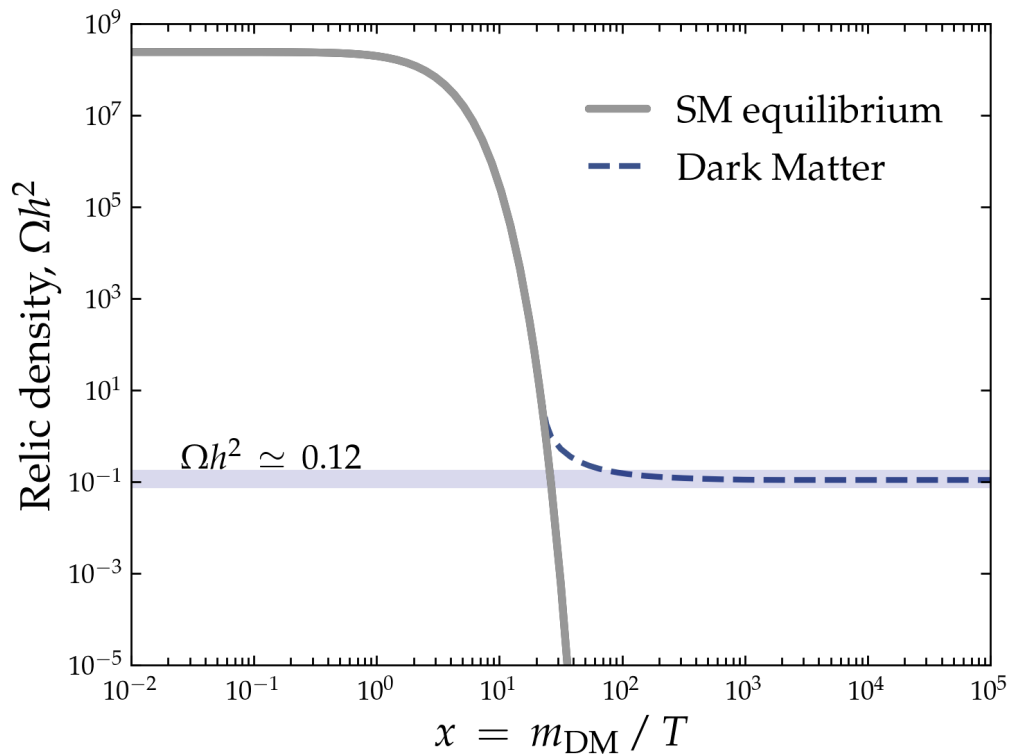
Materia Oscura No-Térmica: El *Freeze-In*

En el caso de *freeze-in*, un mayor acoplamiento lleva a una mayor sección de choque, y con esto a una mayor densidad de reliquia.



Freeze-out vs Freeze-in

Para el *freeze-in*, se necesitan acoplamientos muchísimos más pequeños que para el *freeze-out*.



WIMP: Weakly Interacting Massive Particle (*freeze-out*)

FIMP: Feebly Interacting Massive Particle (*freeze-in*)

Modelo Singlete Escalar

Probablemente el modelo más sencillo para DM, incluye un nuevo bosón escalar real s , y una simetría Z_2 .

Potencial escalar:

$$V = \lambda_H (|H|^2 - v_H^2)^2 + \mu_s^2 s^2 + \lambda_s s^4 + \lambda_{hs} |H|^2 s^2$$

Modelo Singlete Escalar

Probablemente el modelo más sencillo para DM, incluye un nuevo bosón escalar real s , y una simetría Z_2 .

Potencial escalar:

$$V = \lambda_H (|H|^2 - v_H^2)^2 + \mu_s^2 s^2 + \lambda_s s^4 + \lambda_{hs} |H|^2 s^2$$

 Doblete de Higgs, con valor de expectación en el vacío v_H

Modelo Singlete Escalar

Probablemente el modelo más sencillo para DM, incluye un nuevo bosón escalar real s , y una simetría Z_2 .

Potencial escalar:

Interacción de s con el SM, a través del Higgs

$$V = \lambda_H (|H|^2 - v_H^2)^2 + \mu_s^2 s^2 + \lambda_s s^4 + \lambda_{hs} |H|^2 s^2$$

Doblete de Higgs, con valor de expectación en el vacío v_H

Modelo Singlete Escalar

Probablemente el modelo más sencillo para DM, incluye un nuevo bosón escalar real s , y una simetría Z_2 .

Potencial escalar:

Interacción de s con el SM, a través del Higgs

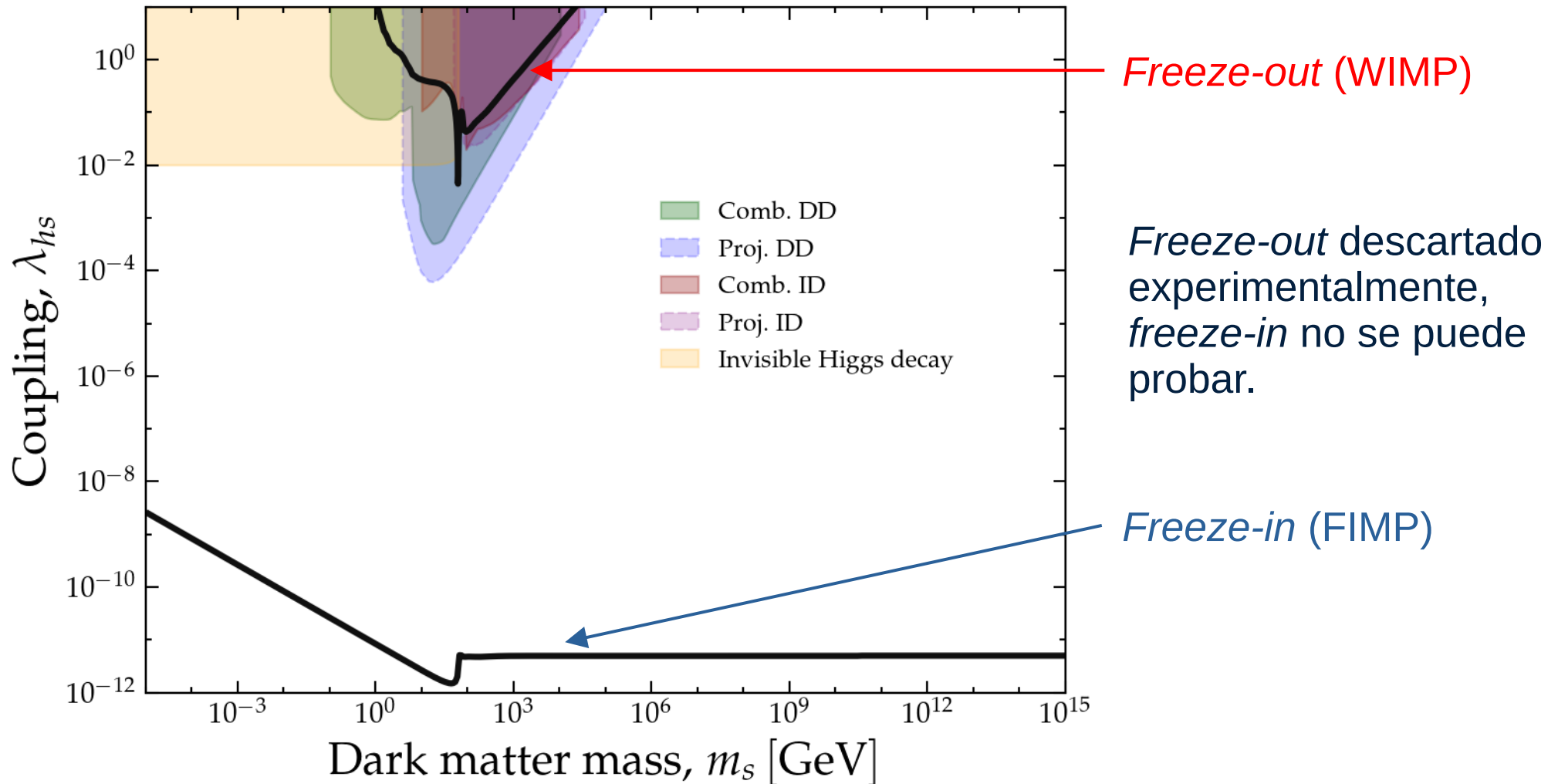
$$V = \lambda_H (|H|^2 - v_H^2)^2 + \mu_s^2 s^2 + \lambda_s s^4 + \lambda_{hs} |H|^2 s^2$$

Doblete de Higgs, con valor de expectación en el vacío v_H

Masa, después de ruptura de simetría electrodébil

$$m_s^2 = 2 (\mu_s^2 + \lambda_{hs} v_H^2)$$

Modelo Singlete Escalar

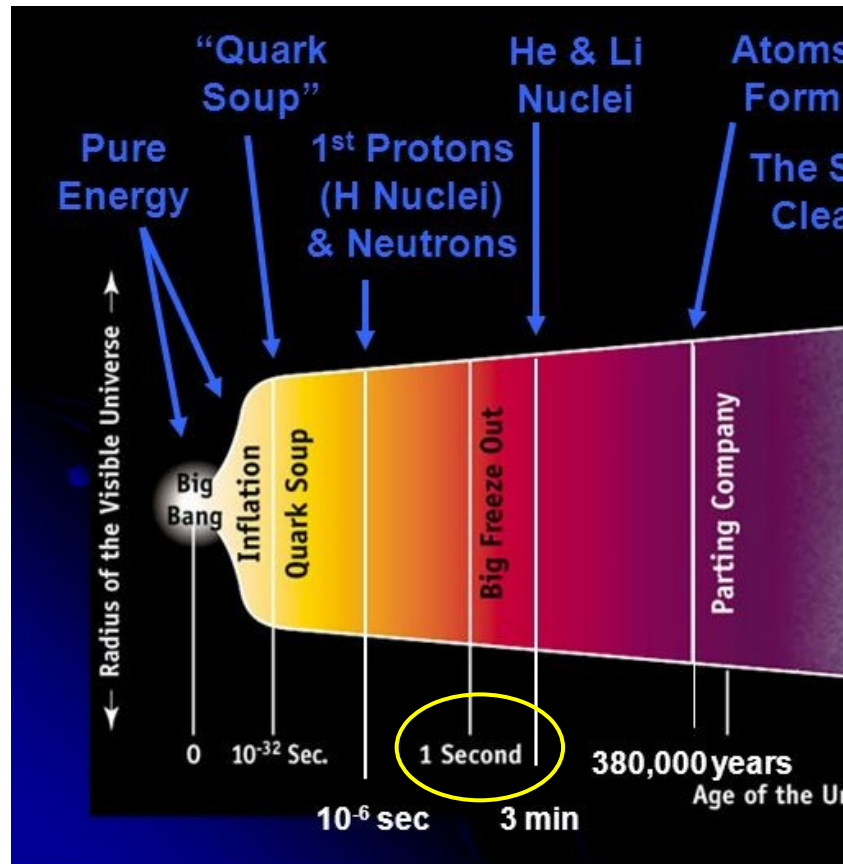


Modificando la Cosmología del Universo Temprano

¿Qué está “escrito en piedra”?

Especulación (razonable)

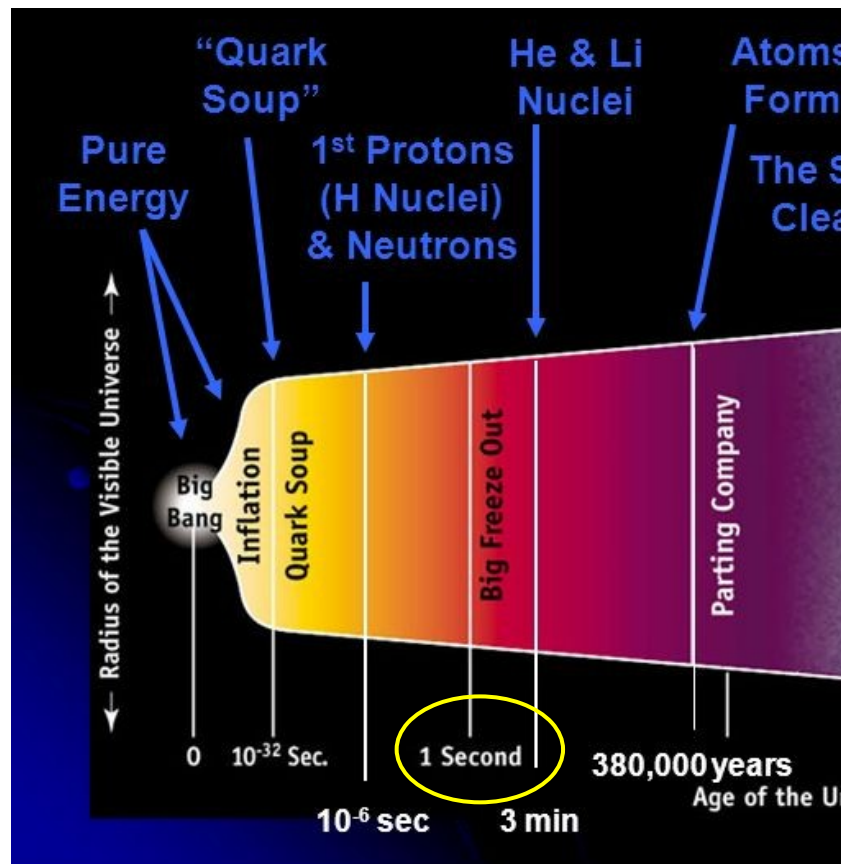
Con observaciones experimentales



¿Qué está “escrito en piedra”?

Especulación (razonable)

Con observaciones experimentales

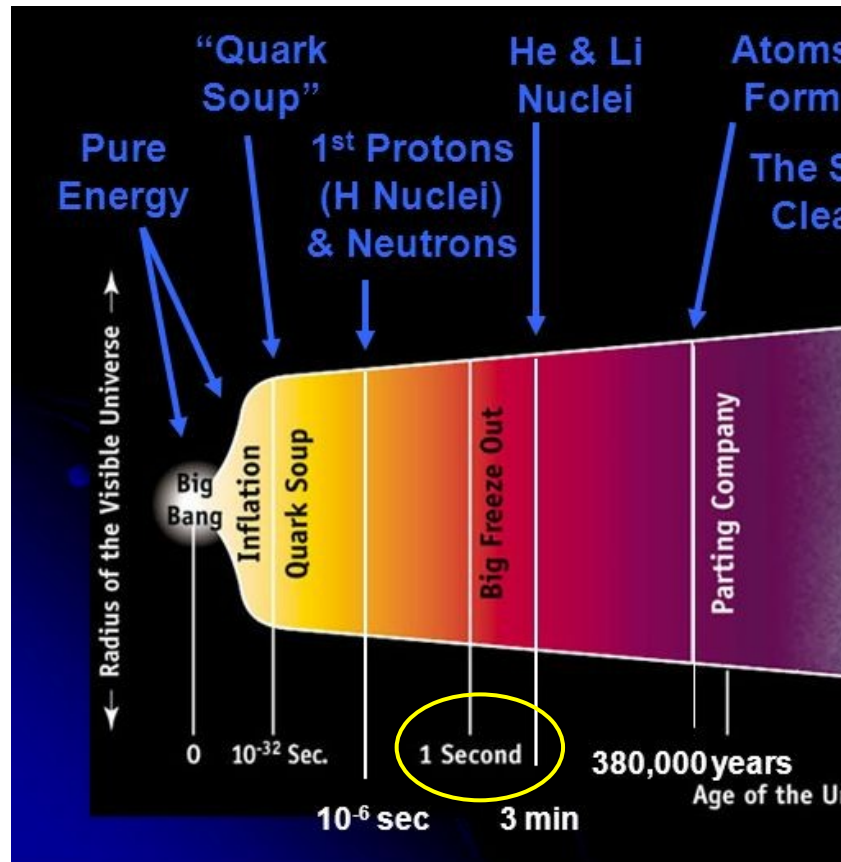


La cosmología luego del 1^{er} segundo debe reproducir los resultados de BBN.

¿Qué está “escrito en piedra”?

Especulación (razonable)

Con observaciones experimentales



La cosmología luego del 1^{er} segundo debe reproducir los resultados de BBN.

Entre la inflación y BBN, podemos tener cualquier cosa.

Evolución estándar de la radiación (SM)

$$\frac{d\rho_R}{dt} + 4H\rho_R = 0 \quad \Rightarrow \quad \rho_R \sim \frac{1}{a^4}$$

Evolución estándar de la radiación (SM)

$$\frac{d\rho_R}{dt} + 4H\rho_R = 0 \quad \Rightarrow \quad \rho_R \sim \frac{1}{a^4}$$

$$H^2 = \frac{\rho_R}{3M_P^2} \quad \Rightarrow \quad H \sim \frac{1}{a^2}$$

$$\rho_R = \frac{\pi^2}{30} g_*(T) T^4 \quad \Rightarrow \quad T \sim \frac{1}{a}$$

Evolución estándar de la radiación (SM)

$$\frac{d\rho_R}{dt} + 4H\rho_R = 0 \quad \Rightarrow \quad \rho_R \sim \frac{1}{a^4}$$

$$H^2 = \frac{\rho_R}{3M_P^2} \quad \Rightarrow \quad H \sim \frac{1}{a^2}$$

$$\rho_R = \frac{\pi^2}{30} g_*(T) T^4 \quad \Rightarrow \quad T \sim \frac{1}{a}$$

$$\frac{dn_s}{dt} + 3Hn_s = -\langle\sigma v\rangle_T (n_s^2 - n_{\text{eq}}^2) \quad (\text{Evolución de materia oscura})$$

Veamos cómo cambiar estas ecuaciones...

Cosmología temprana modificada

Vamos a añadir una **partícula nueva** ϕ adicional a la materia oscura, relacionada a una **densidad de energía** ρ_ϕ , y con un tiempo de vida descrito por la **anchura de desintegración** Γ_ϕ .

Cosmología temprana modificada

Vamos a añadir una **partícula nueva** ϕ adicional a la materia oscura, relacionada a una **densidad de energía** ρ_ϕ , y con un tiempo de vida descrito por la **anchura de desintegración** Γ_ϕ .

Vamos a asumir:

- que se produce en el universo temprano (por ejemplo, por desintegración del inflatón)
- que es inicialmente subdominante (condición inicial $\rho_\phi \ll \rho_R$)
- que es no-relativista (sigue ecuaciones distintas a la radiación del SM)
- que se desintegra exclusivamente en partículas del SM (no en materia oscura)

Cosmología temprana modificada

Vamos a añadir una **partícula nueva** ϕ adicional a la materia oscura, relacionada a una **densidad de energía** ρ_ϕ , y con un tiempo de vida descrito por la **anchura de desintegración** Γ_ϕ .

Vamos a asumir:

- que se produce en el universo temprano (por ejemplo, por desintegración del inflatón)
- que es inicialmente subdominante (condición inicial $\rho_\phi \ll \rho_R$)
- que es no-relativista (sigue ecuaciones distintas a la radiación del SM)
- que se desintegra exclusivamente en partículas del SM (no en materia oscura)

$$\frac{d\rho_\phi}{dt} + 3H\rho_\phi = -\Gamma_\phi \rho_\phi$$

$$\frac{d\rho_R}{dt} + 4H\rho_R = +\Gamma_\phi \rho_\phi$$

Cosmología temprana modificada

Vamos a añadir una **partícula nueva** ϕ adicional a la materia oscura, relacionada a una **densidad de energía** ρ_ϕ , y con un tiempo de vida descrito por la **anchura de desintegración** Γ_ϕ .

Vamos a asumir:

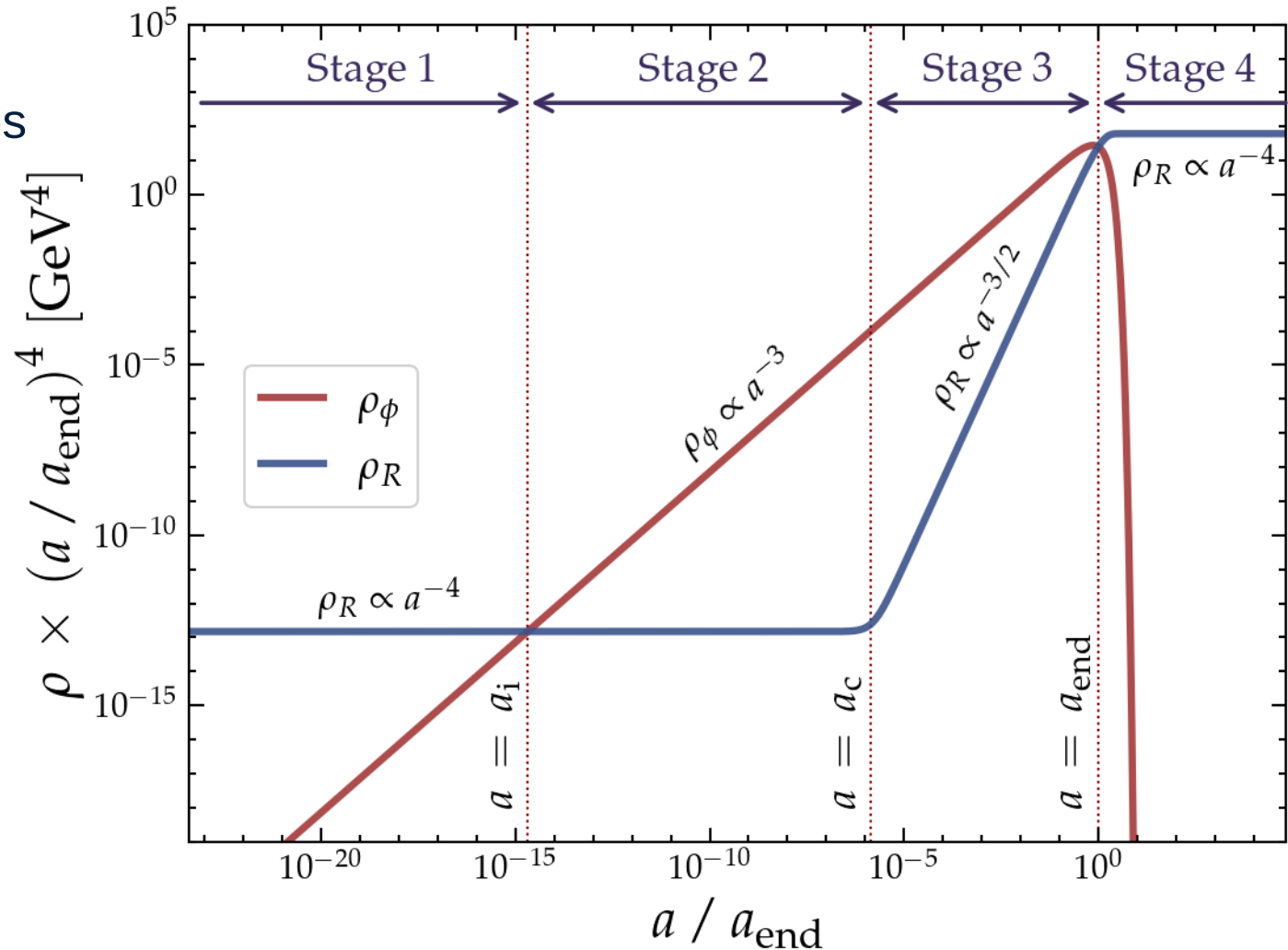
- que se produce en el universo temprano (por ejemplo, por desintegración del inflatón)
- que es inicialmente subdominante (condición inicial $\rho_\phi \ll \rho_R$)
- que es no-relativista (sigue ecuaciones distintas a la radiación del SM)
- que se desintegra exclusivamente en partículas del SM (no en materia oscura)

$$\frac{d\rho_\phi}{dt} + 3H\rho_\phi = -\Gamma_\phi \rho_\phi$$

$$\frac{d\rho_R}{dt} + 4H\rho_R = +\Gamma_\phi \rho_\phi$$

Etapas en el Universo temprano

Al resolver las ecuaciones de Boltzmann, encontramos cuatro etapas.



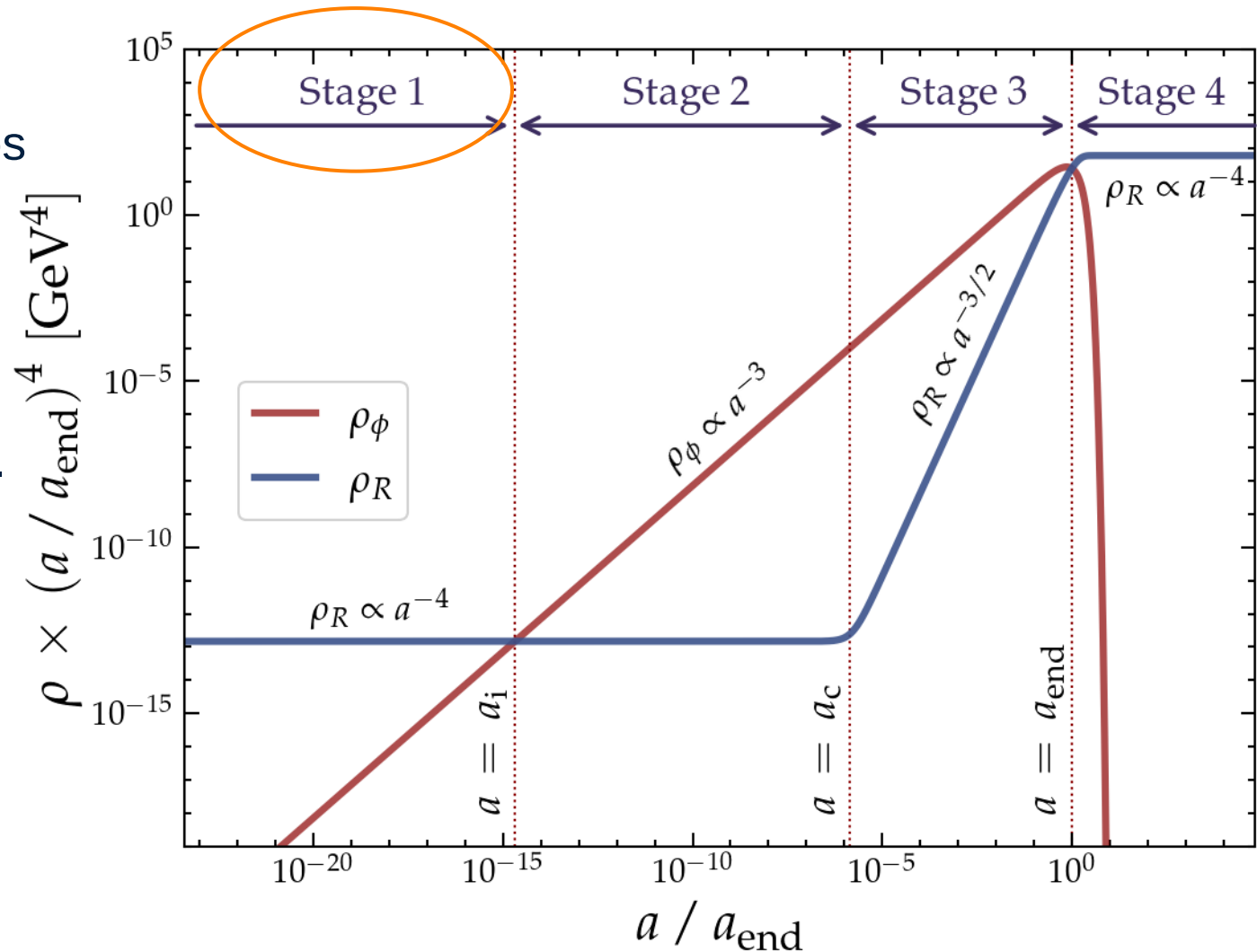
Etapas en el Universo temprano

Al resolver las ecuaciones de Boltzmann, encontramos cuatro etapas.

Stage 1:

Evolución dominada por radiación. ϕ aún no decae.

$$H^2 = \frac{\rho_R}{3M_P^2}$$



Etapas en el Universo temprano

Al resolver las ecuaciones de Boltzmann, encontramos cuatro etapas.

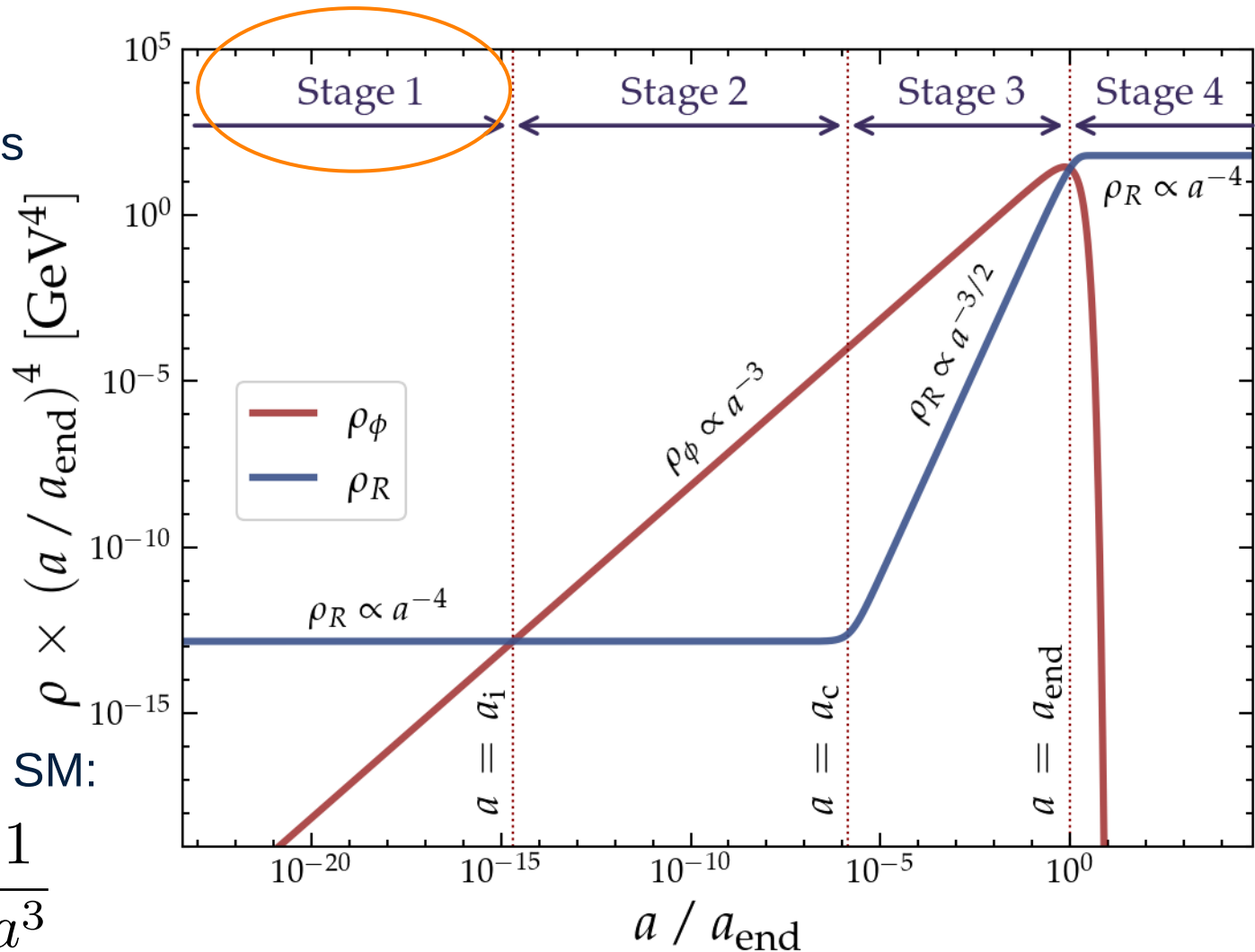
Stage 1:

Evolución dominada por radiación. ϕ aún no decae.

$$H^2 = \frac{\rho_R}{3M_P^2}$$

Evolución distinta para ϕ y SM:

$$\rho_R \sim \frac{1}{a^4} \quad \rho_\phi \sim \frac{1}{a^3}$$

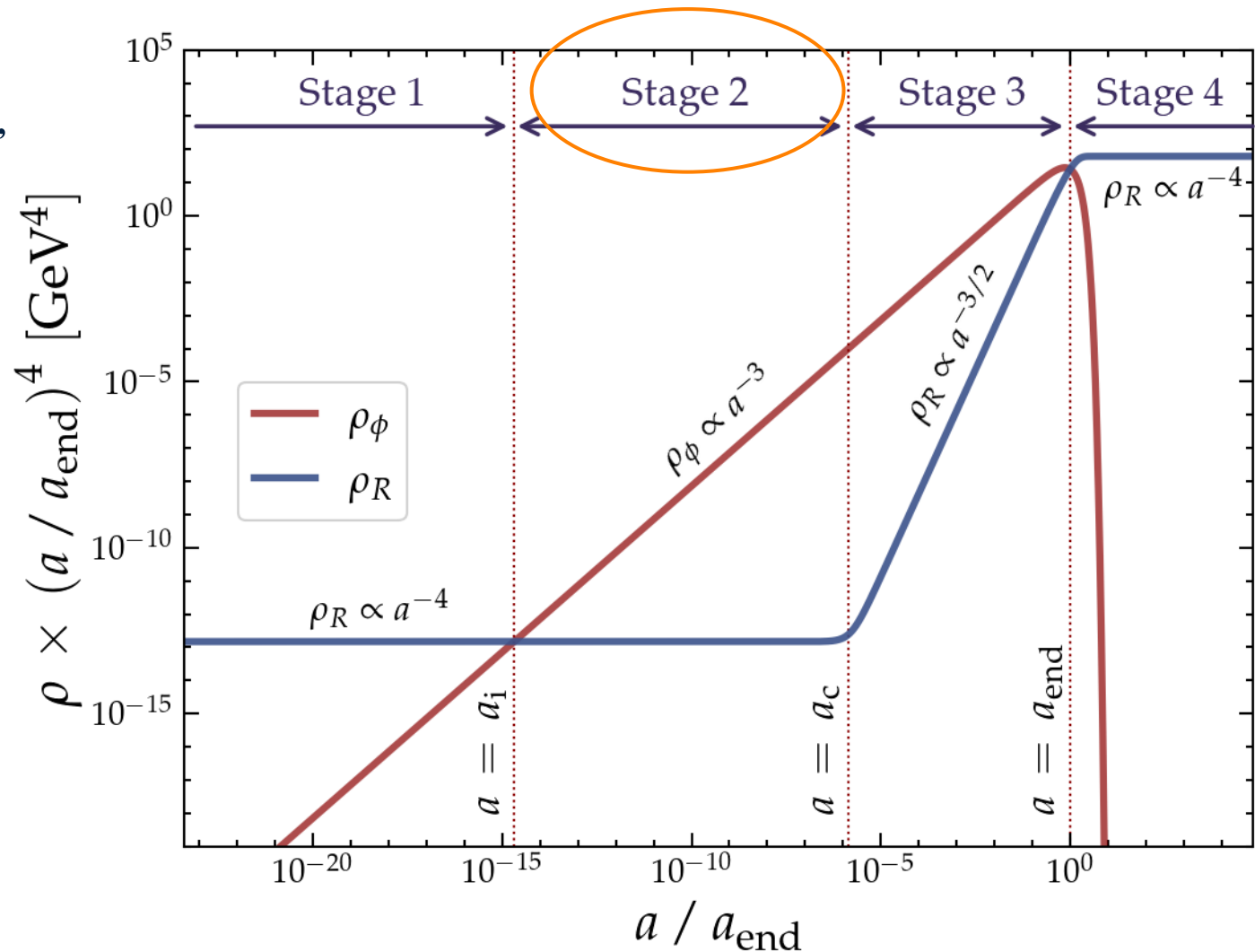


Etapas en el Universo temprano

Stage 2:

Evolución dominada por ϕ ,
que aún no decae.

$$H^2 = \frac{\rho_R + \rho_\phi}{3M_P^2}$$



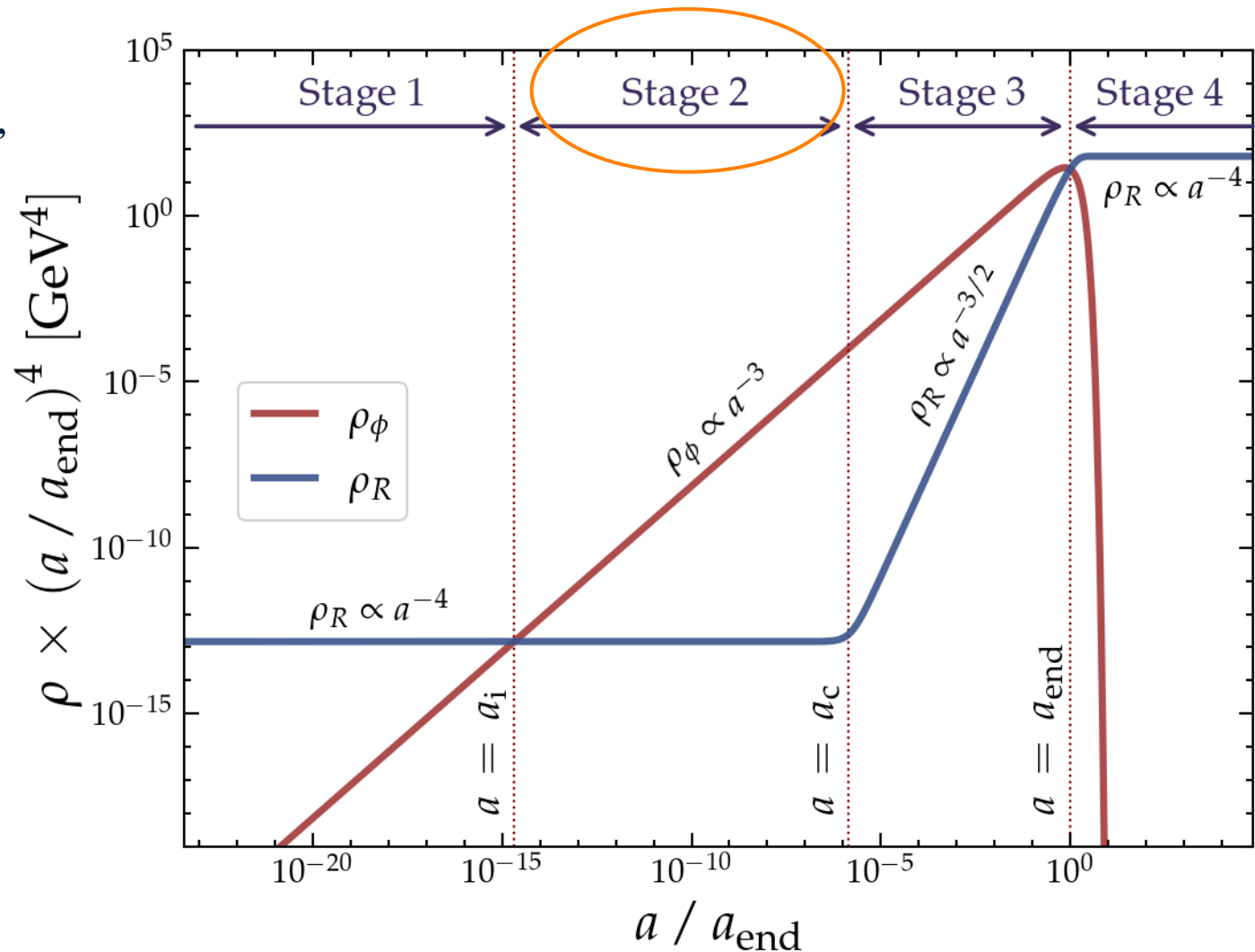
Etapas en el Universo temprano

Stage 2:

Evolución dominada por ϕ , que aún no decae.

$$H^2 = \frac{\rho_R + \rho_\phi}{3M_P^2}$$

$$\approx \frac{\rho_\phi}{3M_P^2}$$



Etapas en el Universo temprano

Stage 2:

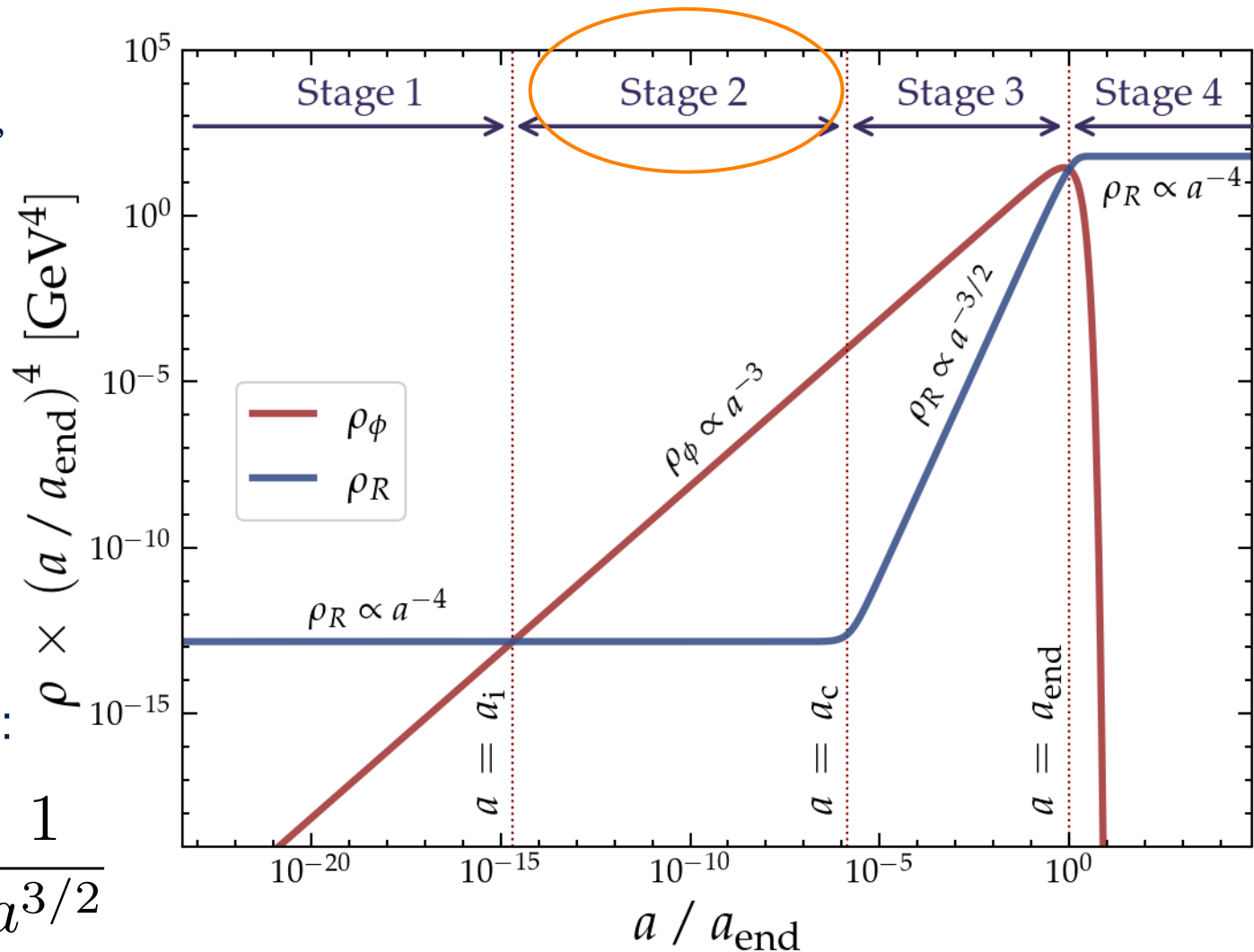
Evolución dominada por ϕ , que aún no decae.

$$H^2 = \frac{\rho_R + \rho_\phi}{3M_P^2}$$

$$\approx \frac{\rho_\phi}{3M_P^2}$$

Hubble evoluciona distinto:

$$H \sim \frac{1}{a^2} \rightarrow H \sim \frac{1}{a^{3/2}}$$



Etapas en el Universo temprano

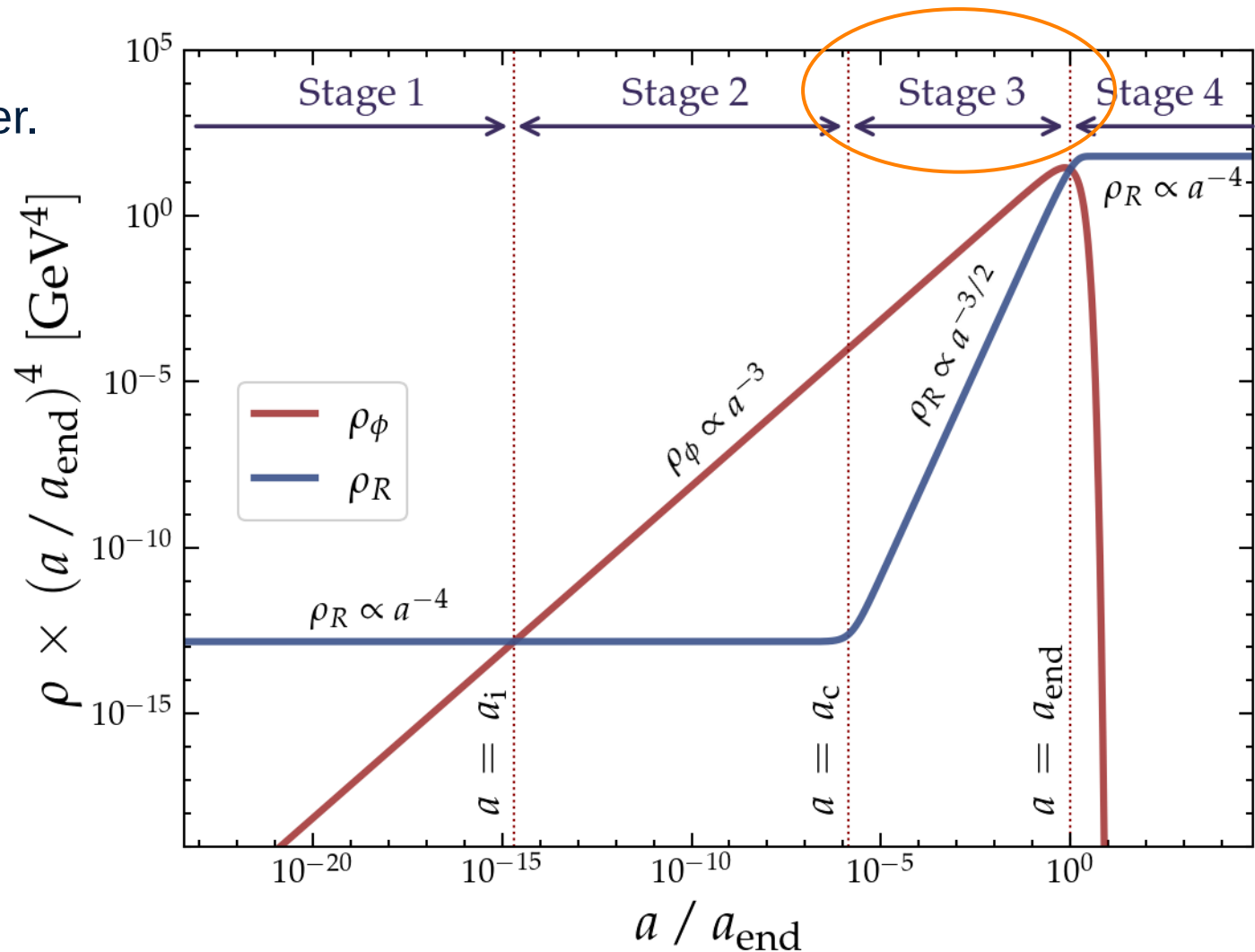
Stage 3:

Campo ϕ empieza a decaer.

Valor de ρ_R aumenta.

$$\rho_R \sim \frac{1}{a^{3/2}}$$

A este fenómeno se le llama **inyección de entropía**.



Etapas en el Universo temprano

Stage 3:

Campo ϕ empieza a decaer.

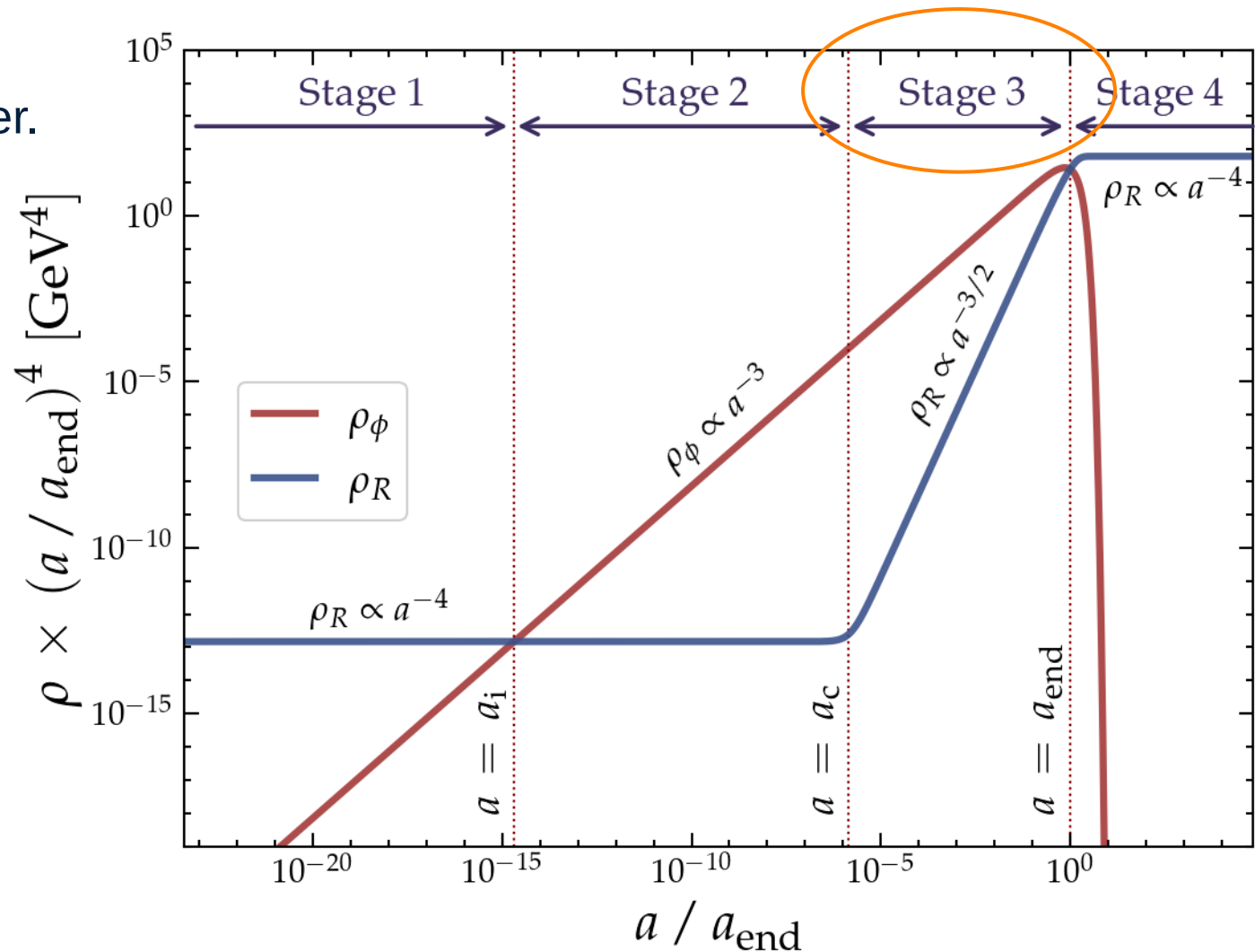
Valor de ρ_R aumenta.

$$\rho_R \sim \frac{1}{a^{3/2}}$$

A este fenómeno se le llama **inyección de entropía**.

Hubble sigue igual:

$$H \sim \frac{1}{a^{3/2}}$$



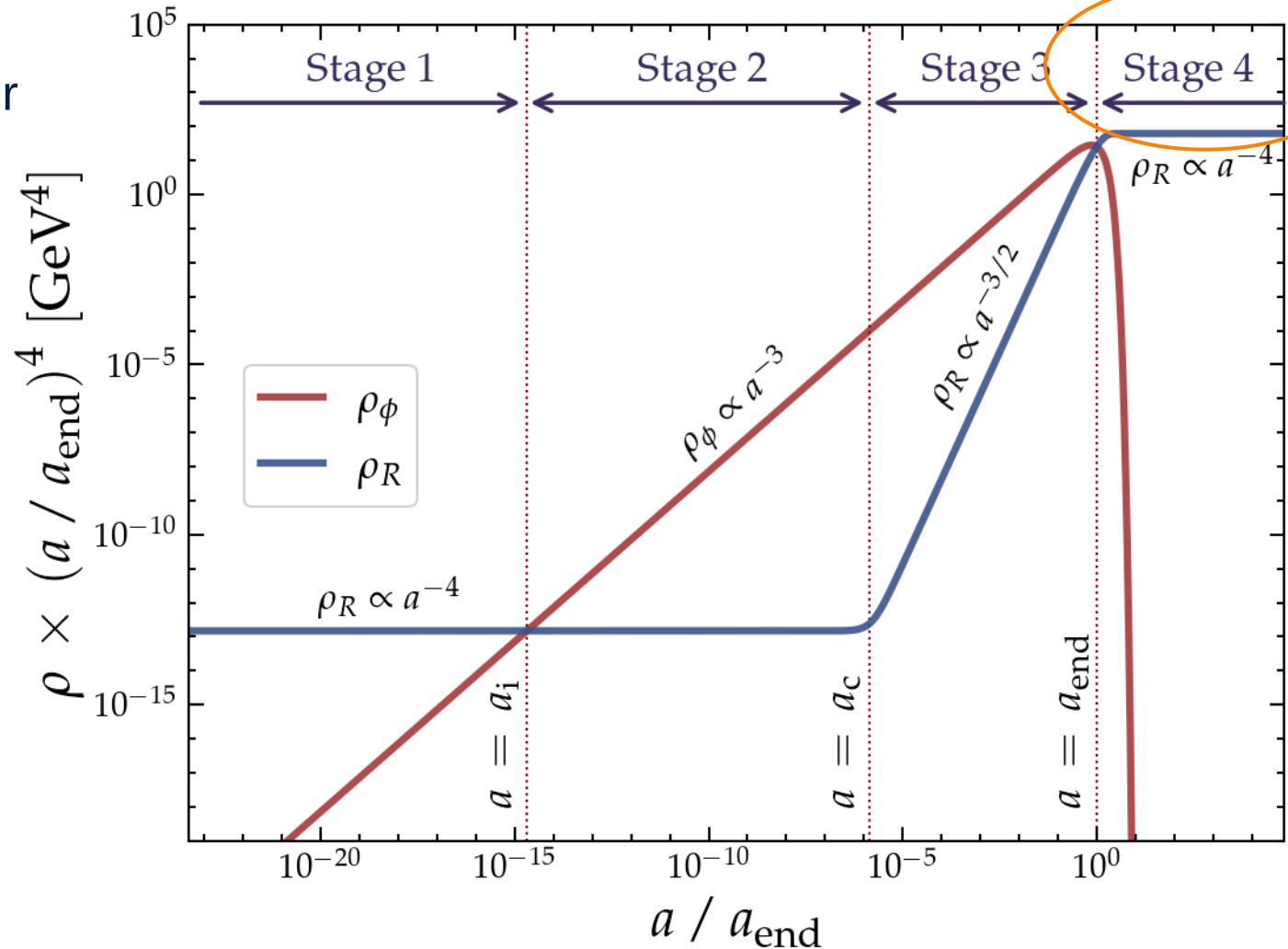
Etapas en el Universo temprano

Stage 4:

Campo ϕ se desintegra por completo, recuperamos la cosmología estándar.

$$\rho_R \sim \frac{1}{a^4}$$

$$H \sim \frac{1}{a^2}$$

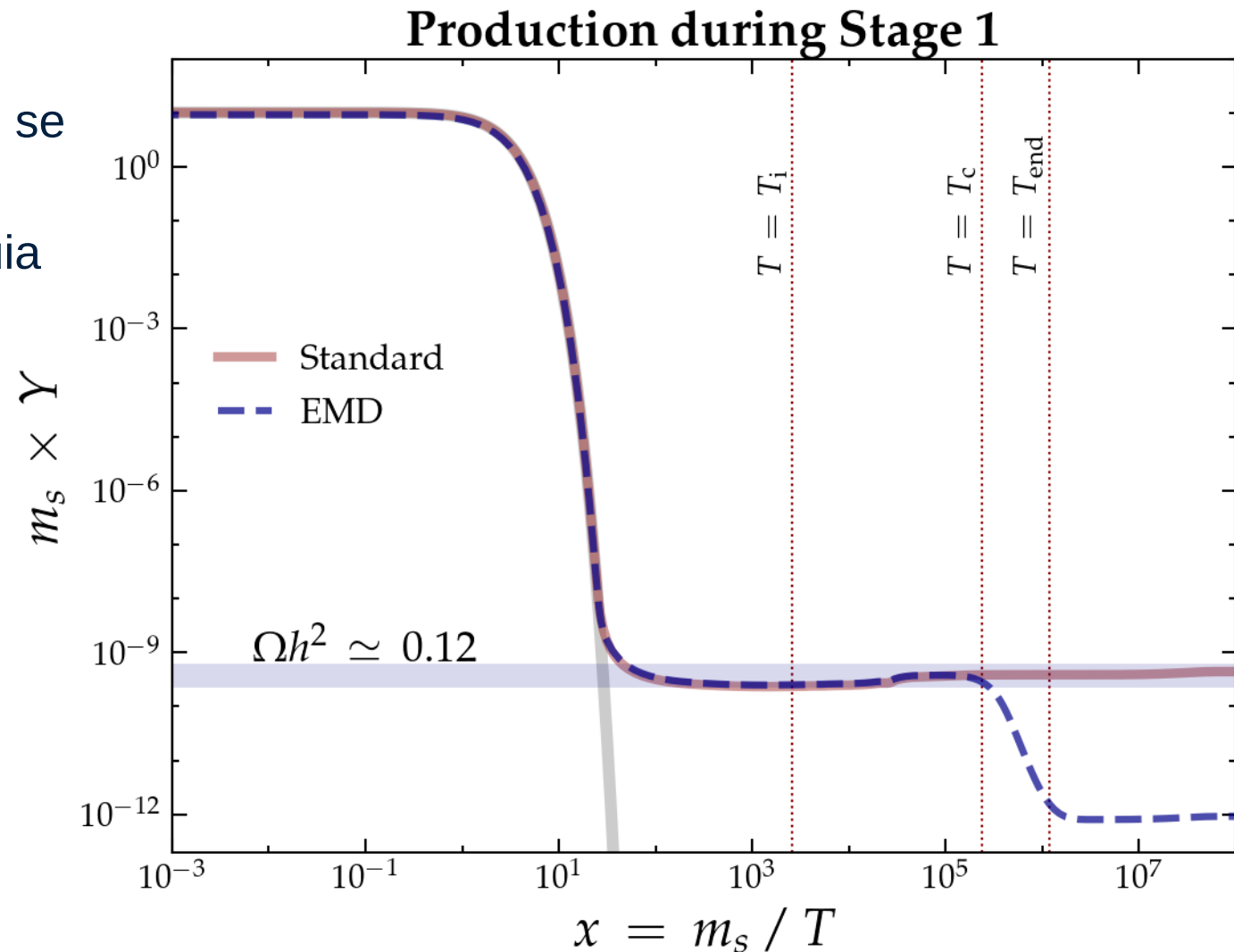


Impacto de Cosmología No Estándar en WIMPs y FIMPs

Impacto de Inyección de Entropía

Freeze-out en Stage 1:

Supongamos un **WIMP** que se desacopla durante Stage 1, dando la densidad de reliquia observada.



Impacto de Inyección de Entropía

Freeze-out en Stage 1:

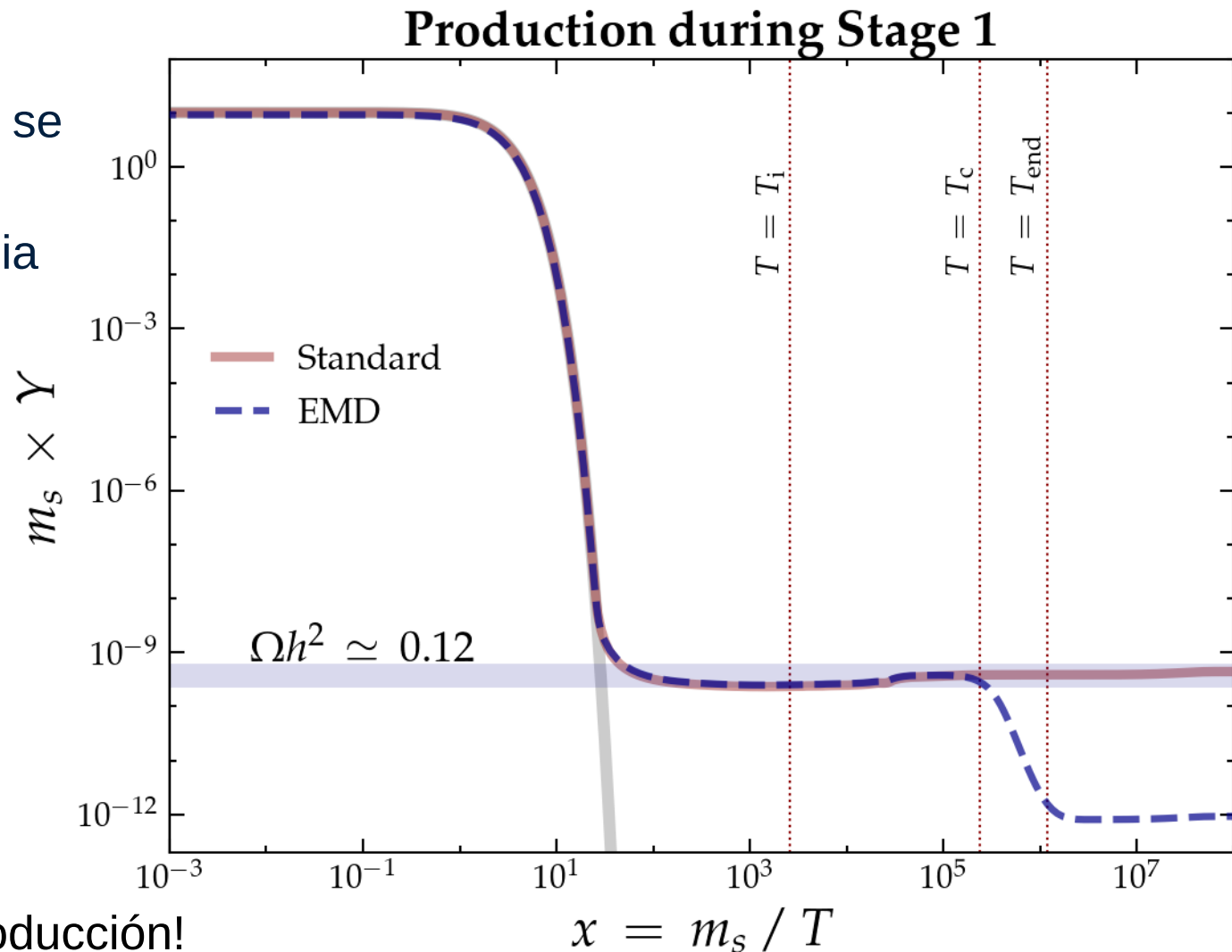
Supongamos un **WIMP** que se desacopla durante Stage 1, dando la densidad de reliquia observada.

Como el *yield* viene dado por:

$$Y = n_s / s$$

la inyección de entropía en Stage 3 **diluye** la densidad de reliquia.

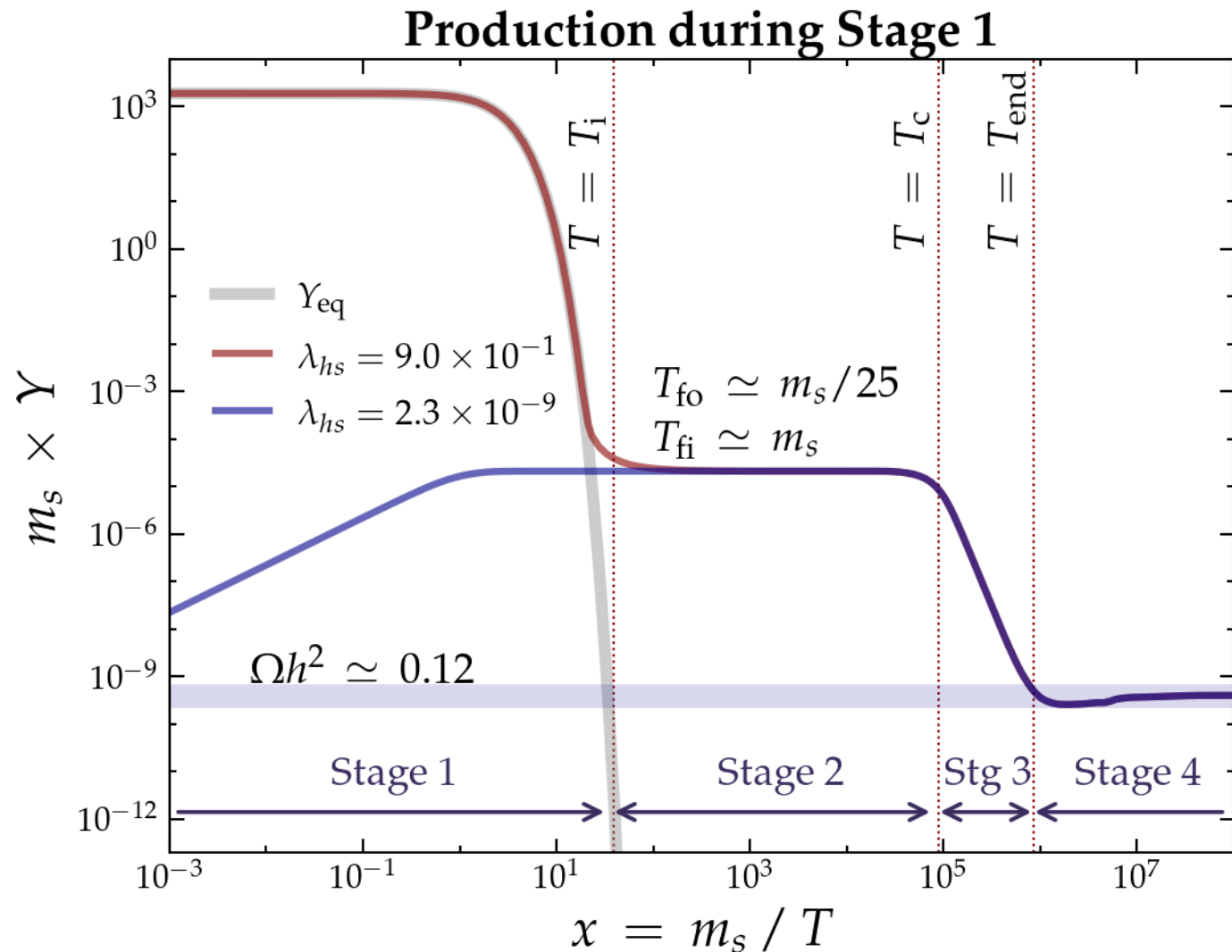
¡Necesitamos una sobreproducción!



Impacto de Inyección de Entropía

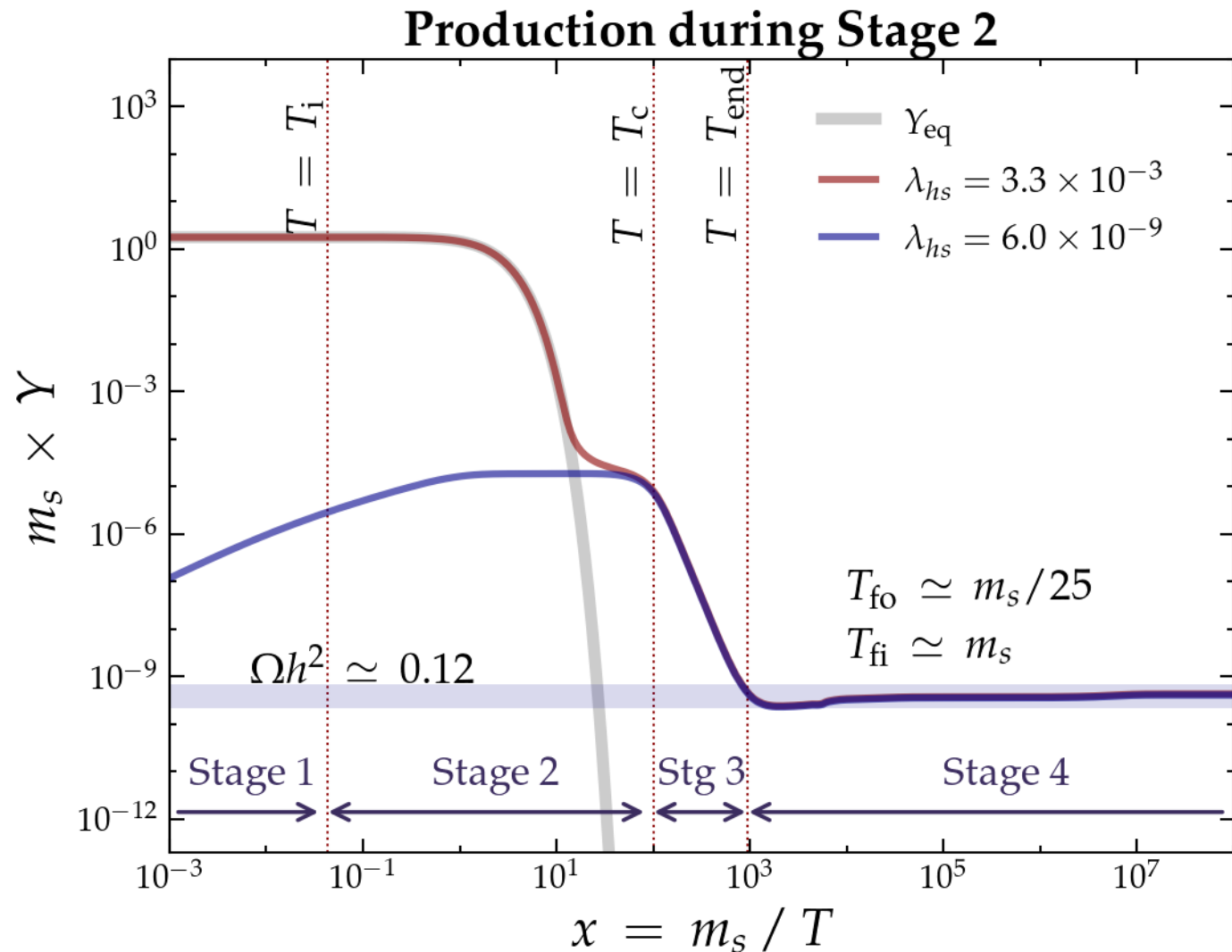
Para *freeze-out* en Stage 1, necesitamos **disminuir** el acoplamiento (con respecto a cosmología estándar).

Para *freeze-in* en Stage 1, necesitamos **aumentar** el acoplamiento.



Impacto de Inyección de Hubble Modificada

En Stage 2, el parámetro H escala distinto, modificando la producción de materia oscura.

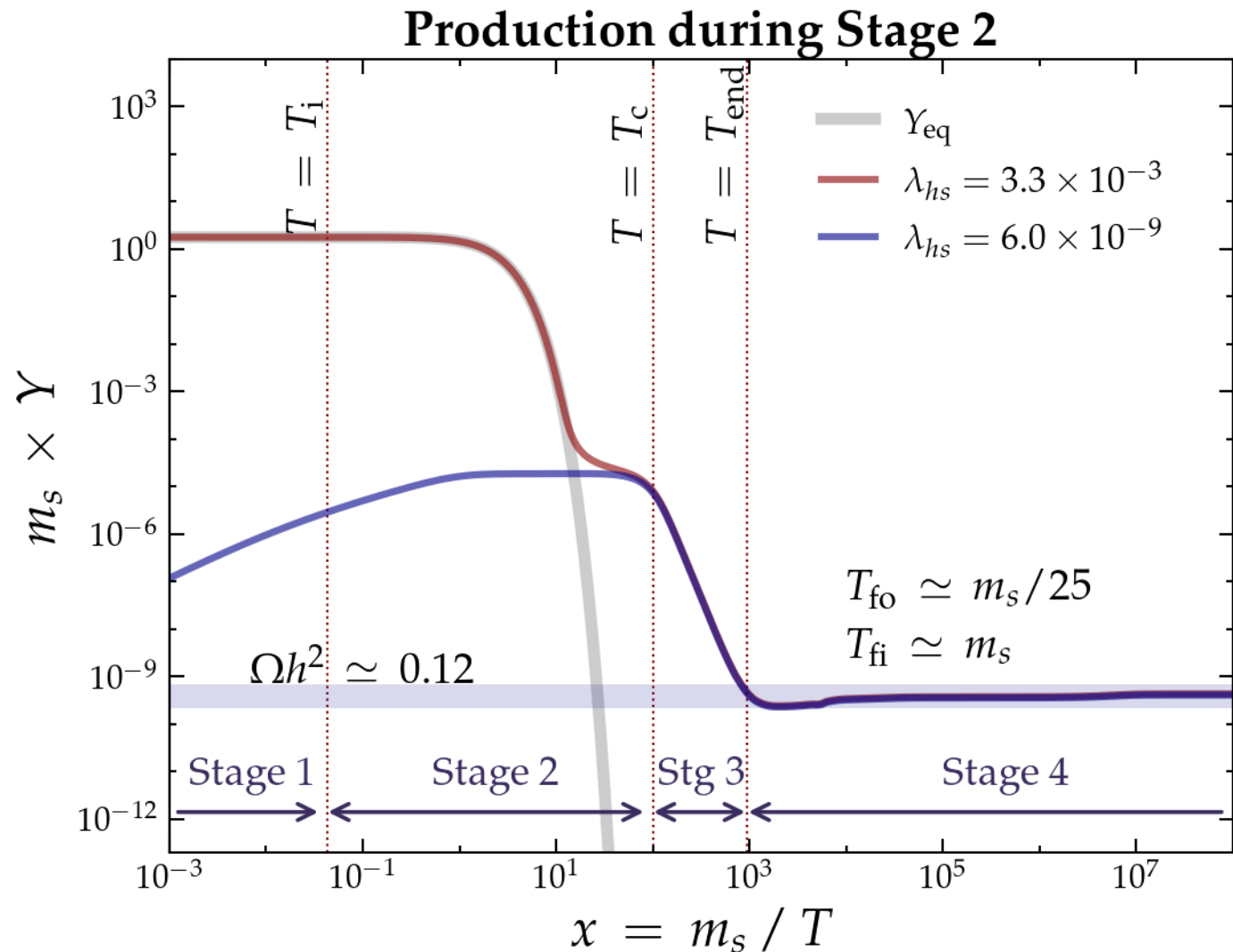


Impacto de Inyección de Hubble Modificada

En Stage 2, el parámetro H escala distinto, modificando la producción de materia oscura.

Para *freeze-out* en Stage 2, necesitamos **aumentar** el acoplamiento con respecto a aquel en Stage 1.

Para *freeze-in* en Stage 2, necesitamos **aumentar** aún más el acoplamiento.

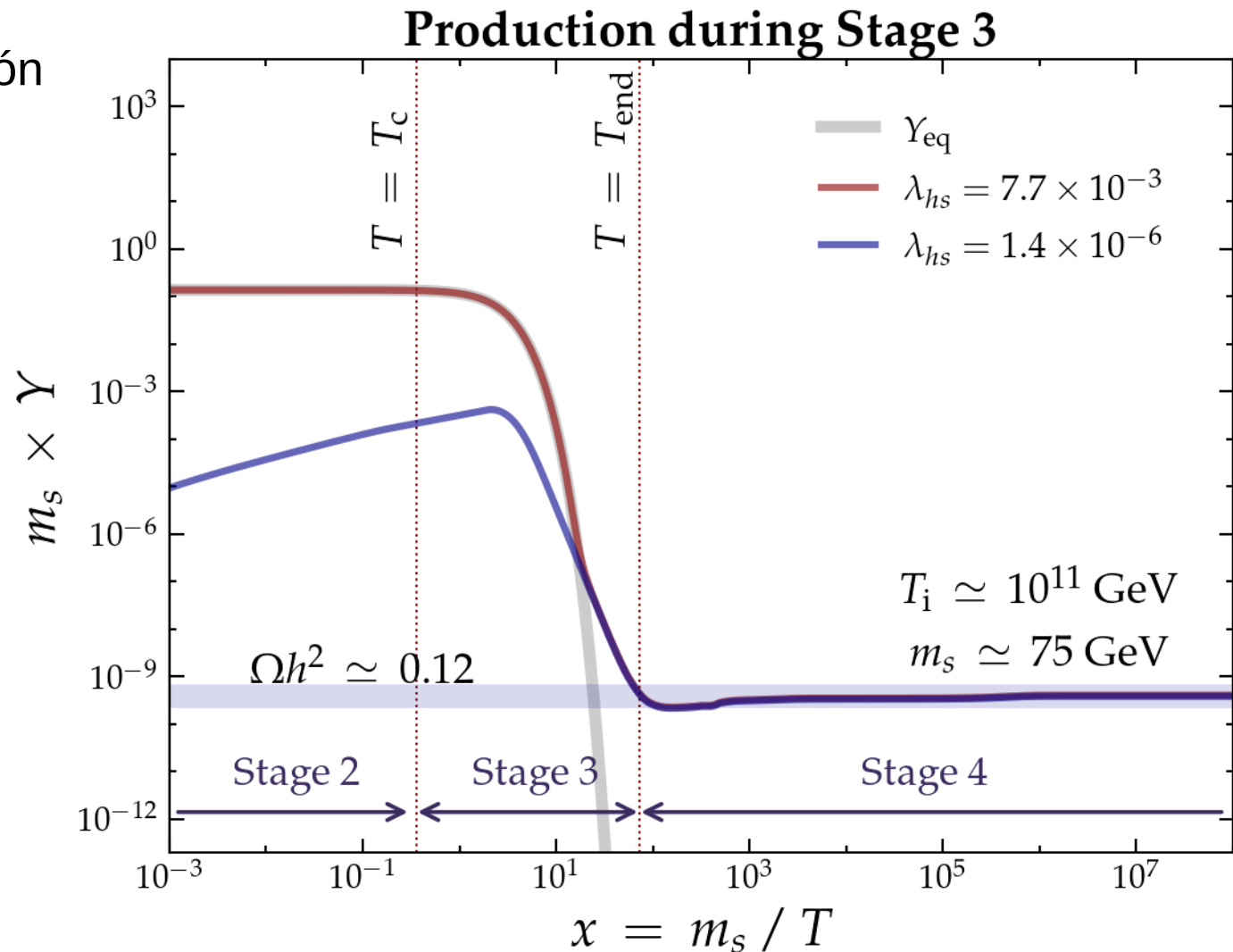


Producción durante la Inyección de Entropía

En Stage 3 se da la inyección de entropía. La dilución es menor.

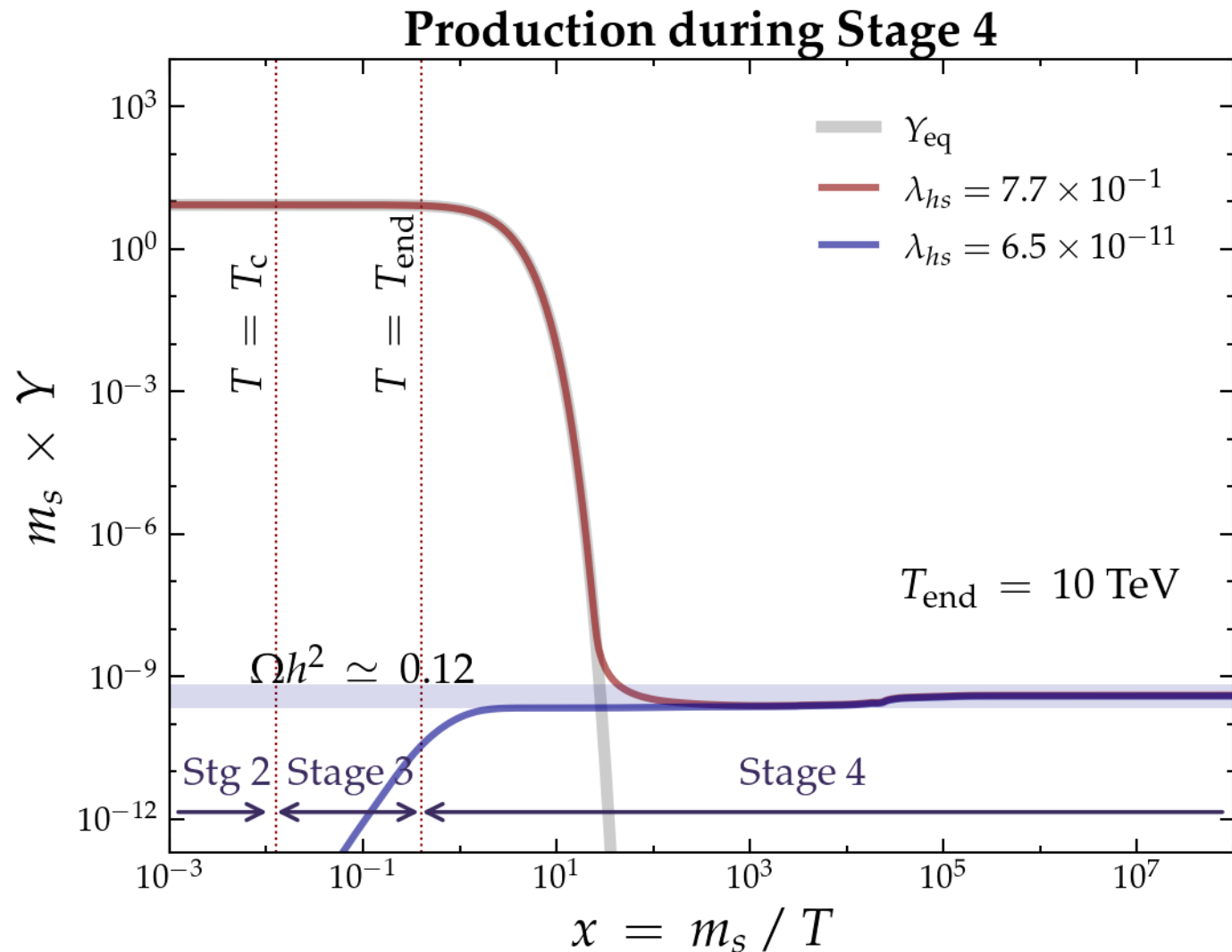
Para *freeze-out* en Stage 3, necesitamos **aumentar** el acoplamiento con respecto a Stage 2.

Para *freeze-in* en Stage 3, necesitamos **disminuir** el acoplamiento con respecto a Stage 2.

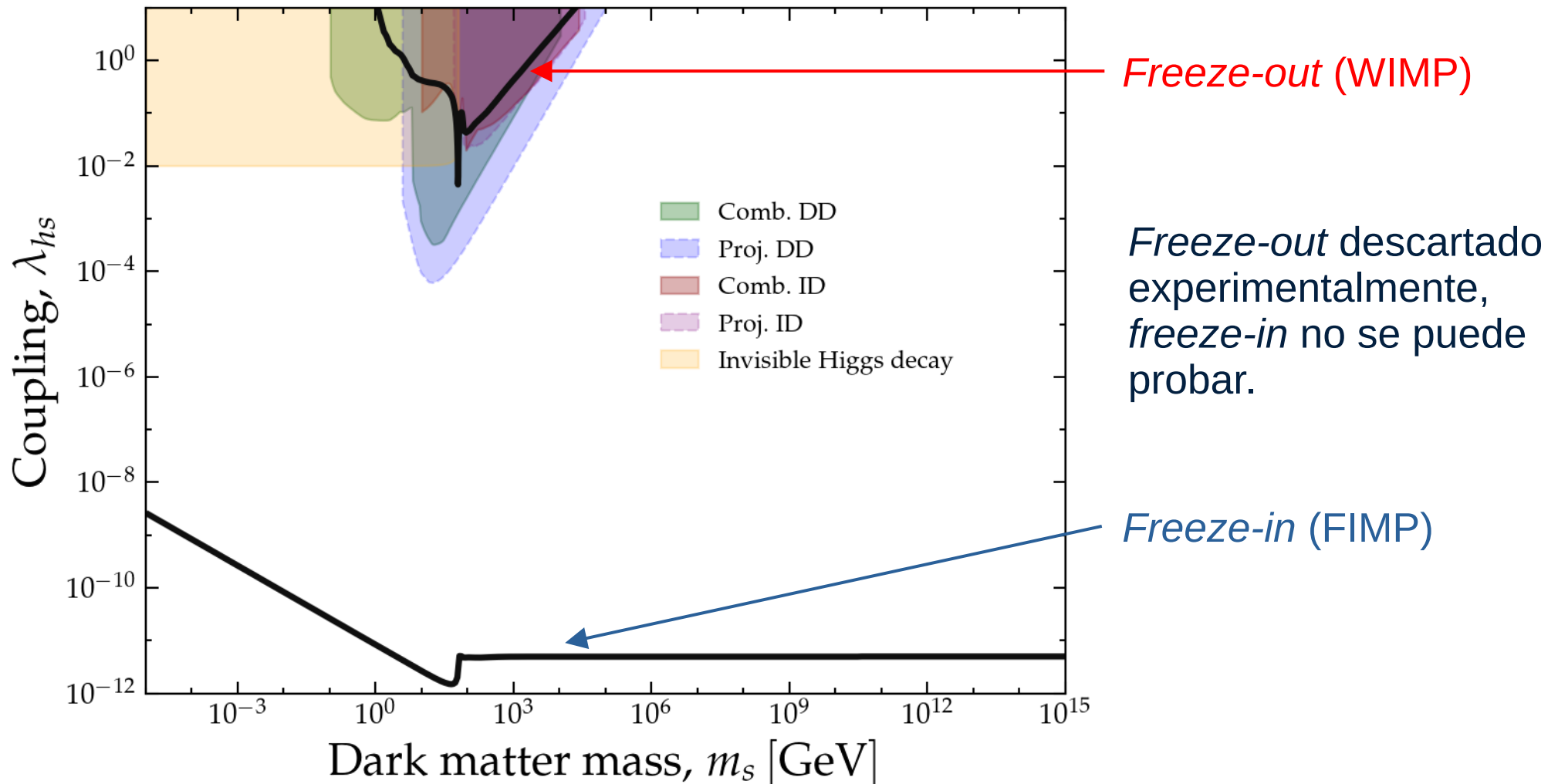


Regreso a Cosmología Estándar

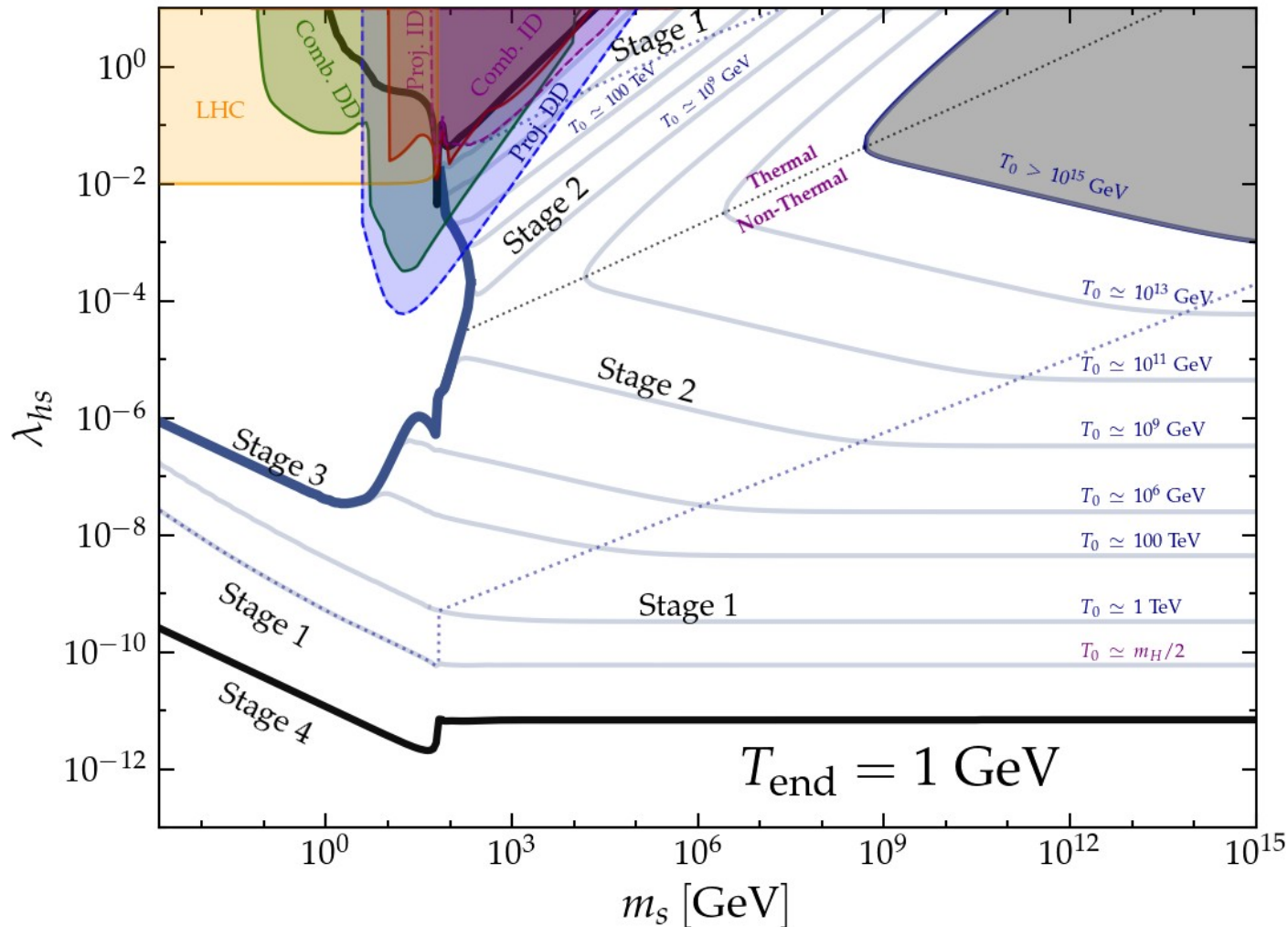
En Stage 4 recuperamos la Cosmología Estándar, y los acoplamientos son los esperados.



Espacio de Parámetros del Modelo Singlete Escalar

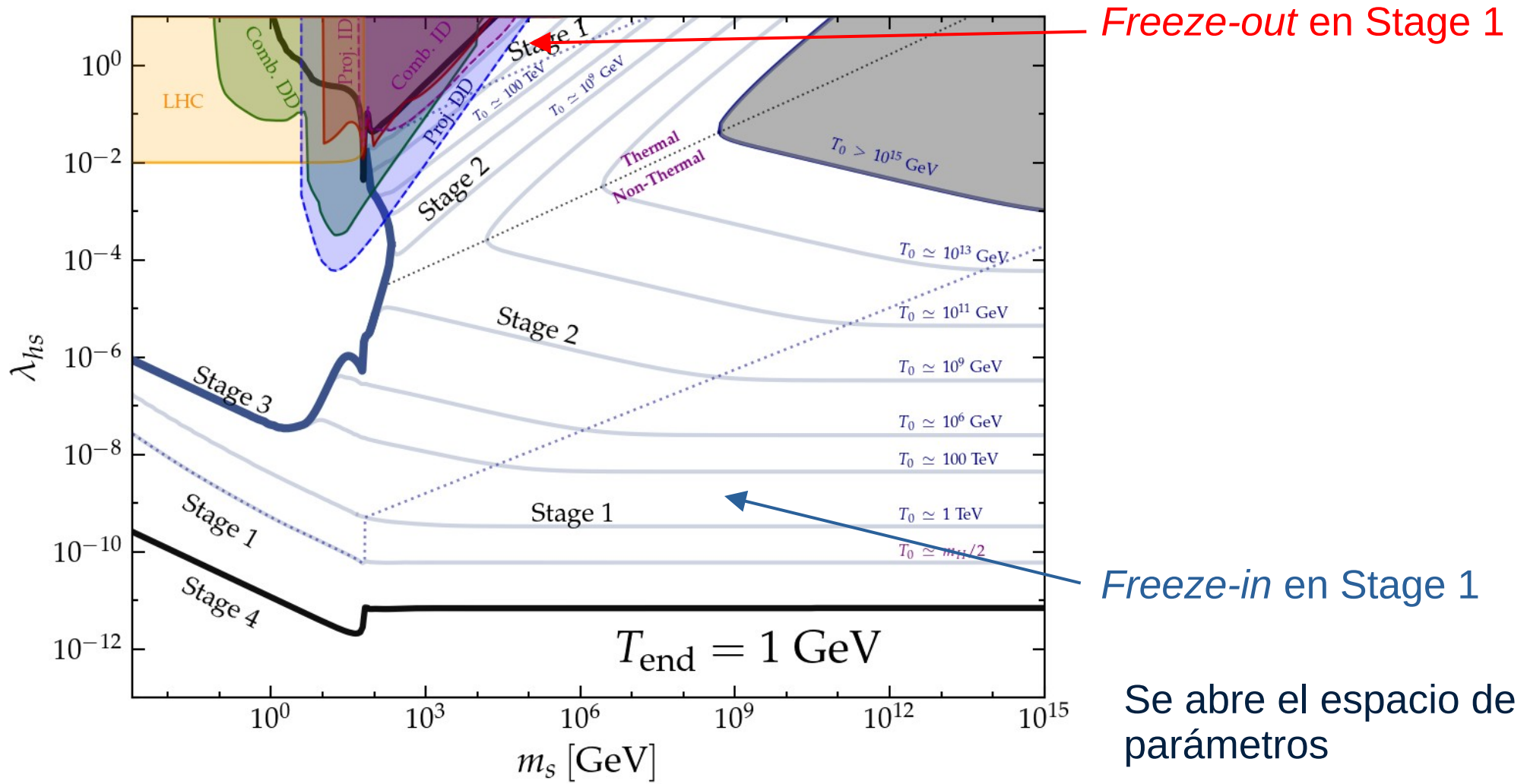


Espacio de Parámetros del Modelo Singlete Escalar

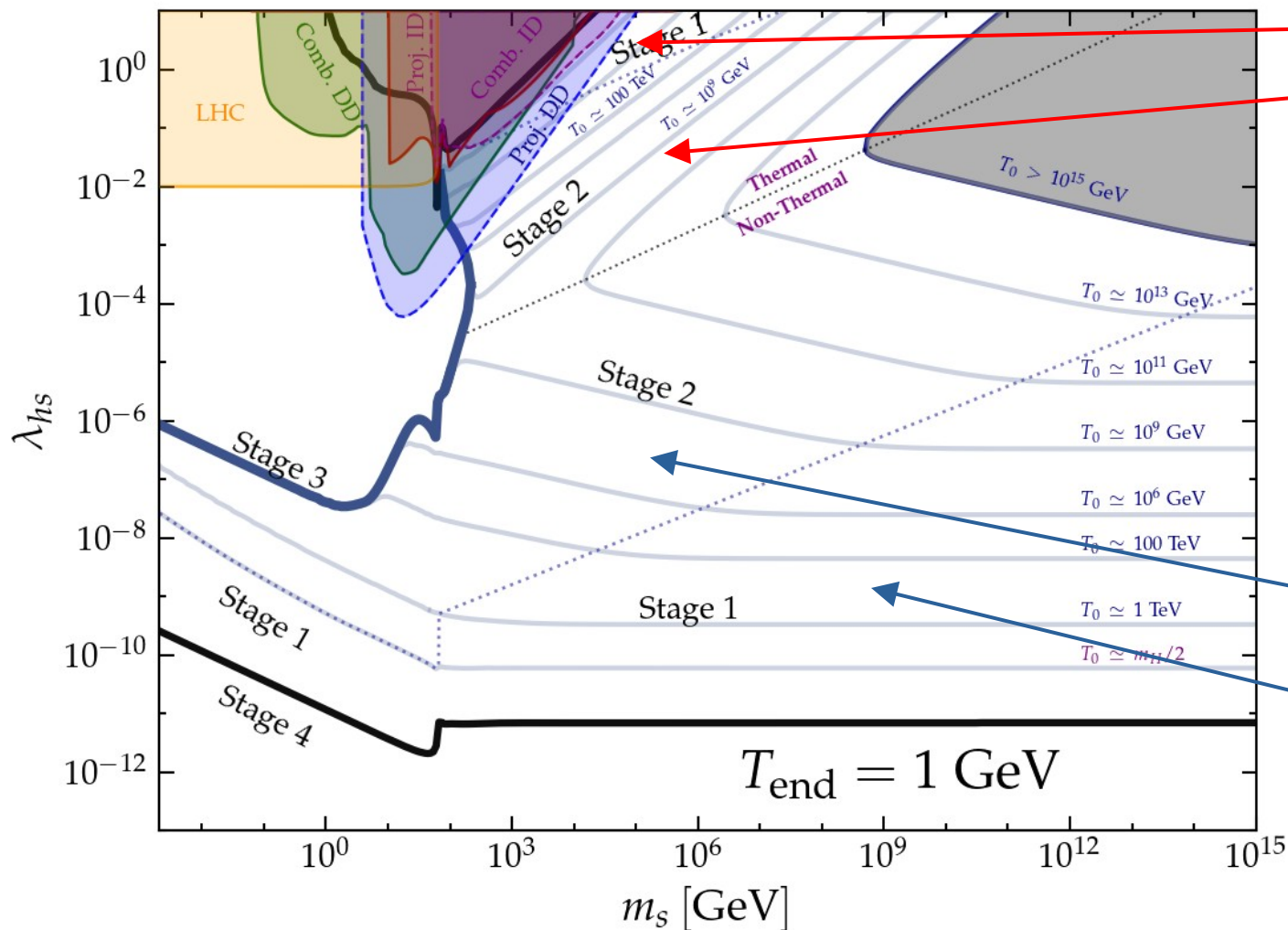


Se abre el espacio de parámetros

Espacio de Parámetros del Modelo Singlete Escalar



Espacio de Parámetros del Modelo Singlete Escalar



Freeze-out en Stage 1

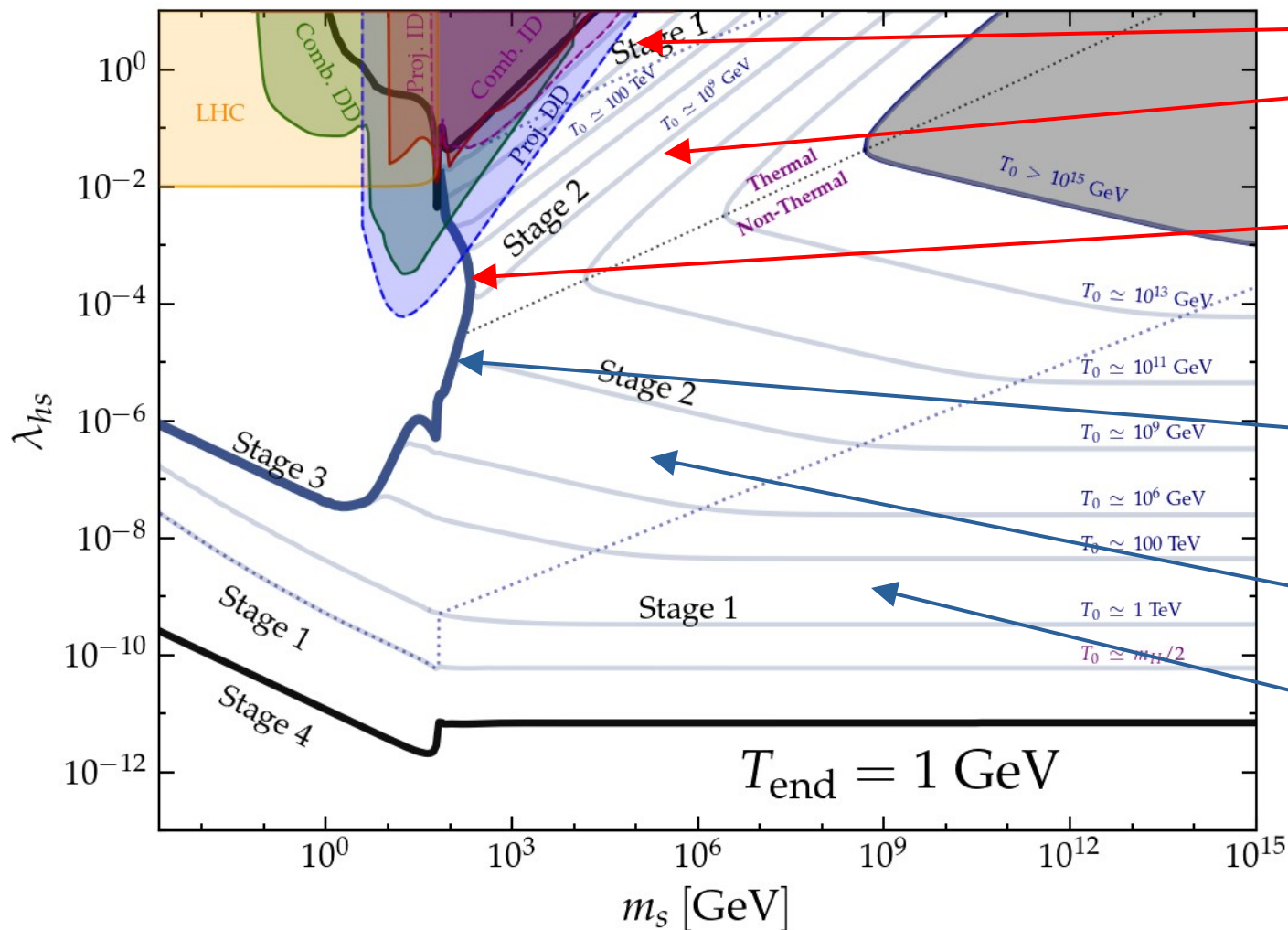
Freeze-out en Stage 2

Freeze-in en Stage 2

Freeze-in en Stage 1

Se abre el espacio de parámetros

Espacio de Parámetros del Modelo Singlete Escalar



Freeze-out en Stage 1

Freeze-out en Stage 2

Freeze-out en Stage 3 (curva)

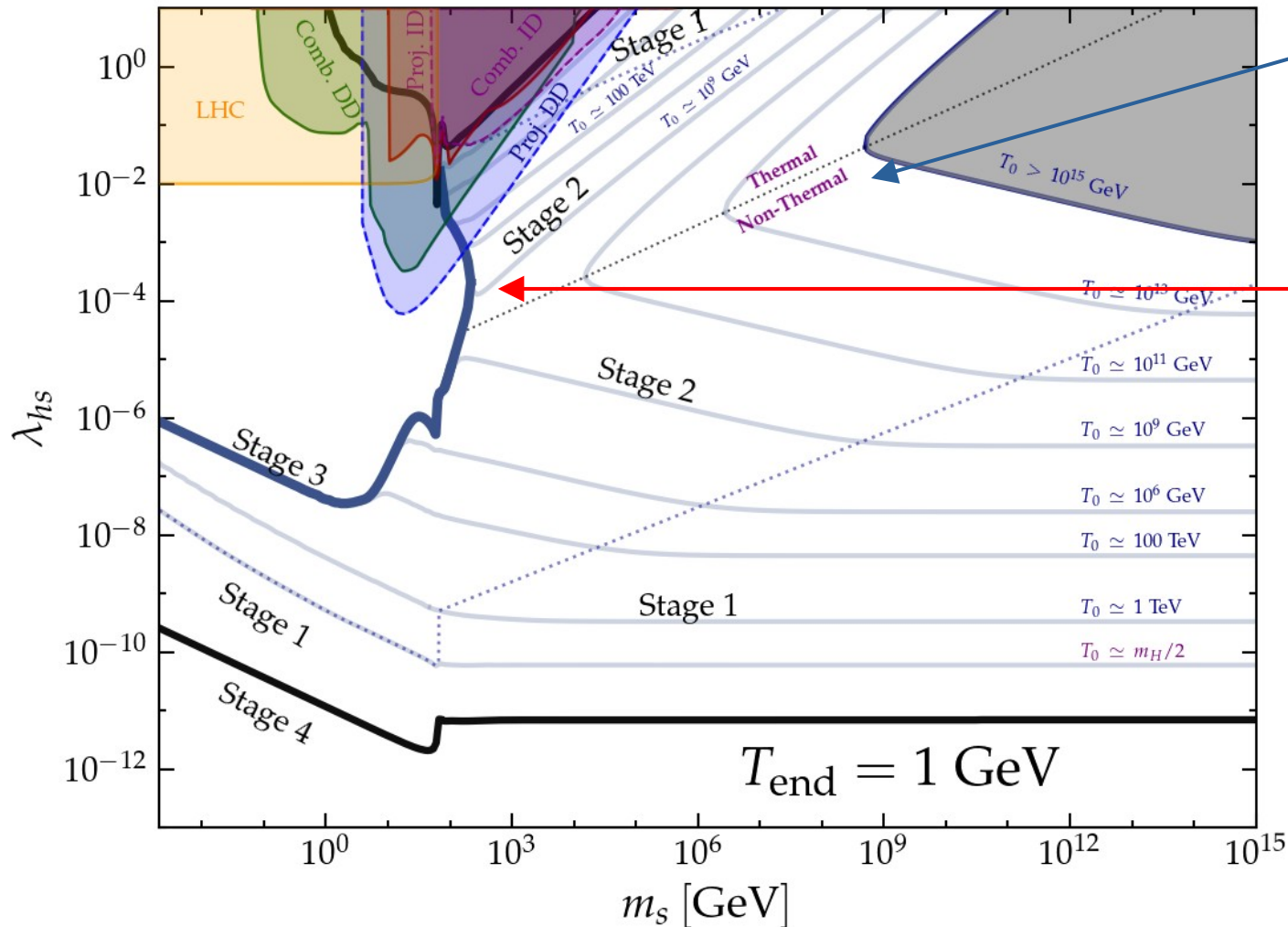
Freeze-in en Stage 3 (curva)

Freeze-in en Stage 2

Freeze-in en Stage 1

Se abre el espacio de parámetros

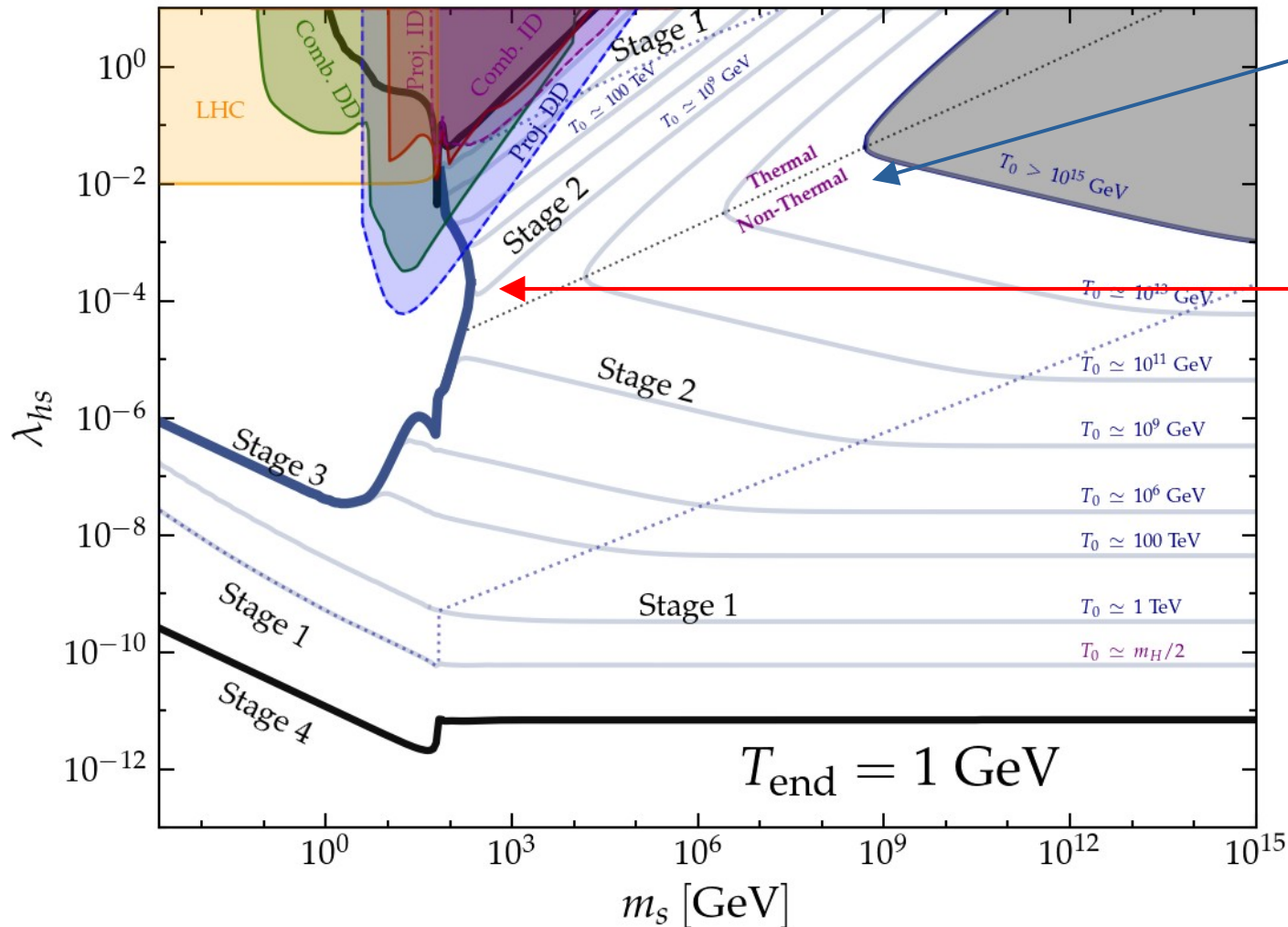
Espacio de Parámetros del Modelo Singlete Escalar



Freeze-in con acoplamientos grandes

Freeze-out con acoplamientos pequeños

Espacio de Parámetros del Modelo Singlete Escalar



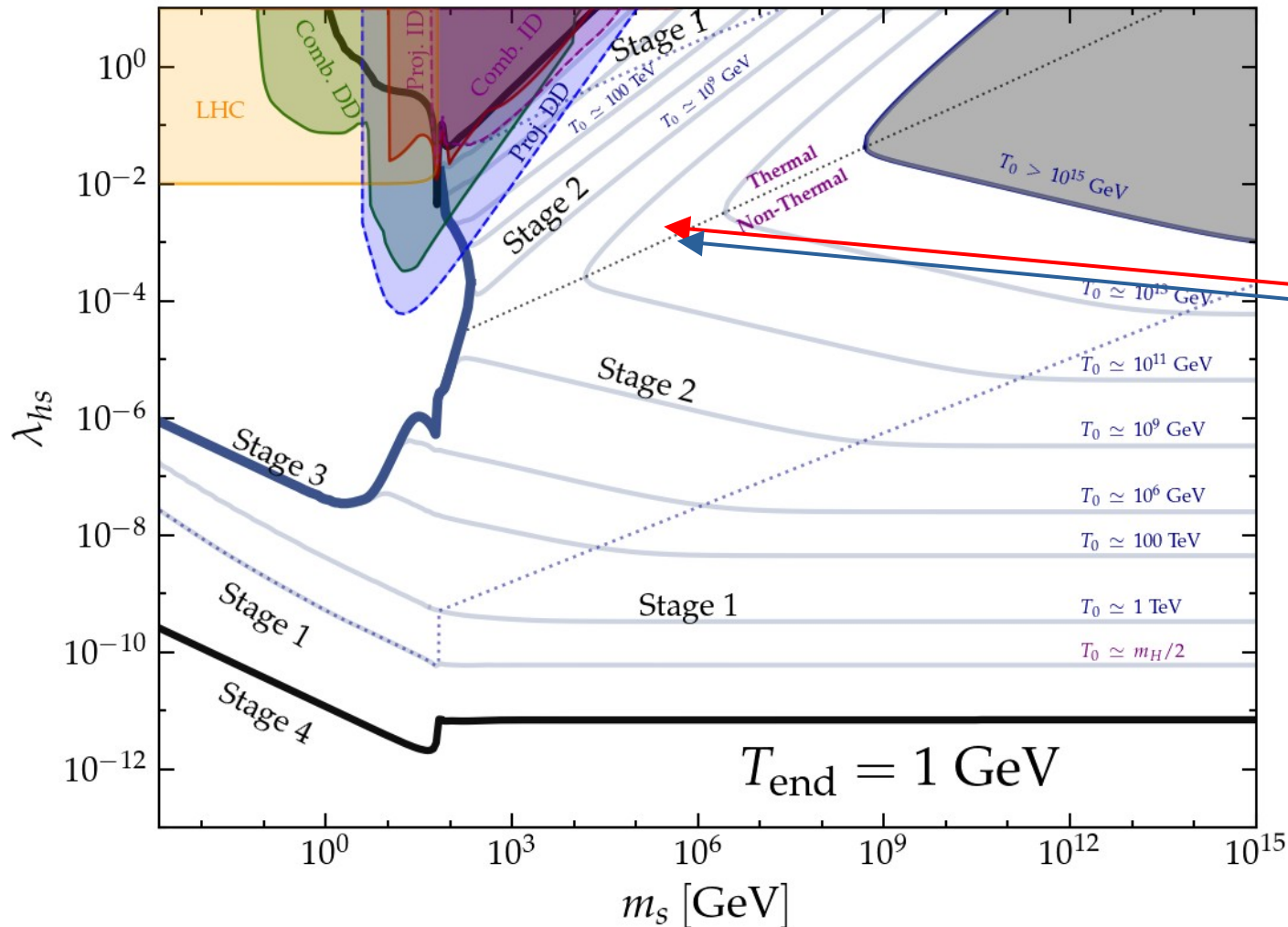
Freeze-in con acoplamientos grandes

Freeze-out con acoplamientos pequeños

WIMPs pueden producirse por freeze-in

FIMPs pueden producirse por freeze-out

Espacio de Parámetros del Modelo Singlete Escalar



Transición continua entre *freeze-out* y *freeze-in*

¿WIMP?
 ¿FIMP?
 ¿FWIMP?


¿Conclusión?

Que por lo menos está *frozen*.

¡Muchas gracias!



Latin American Webinars in Physics (LAWPhysics)



lawphysics
Latin American Webinars on Physics


Special Event:


The First Decade of LAWPhysics, and Perspectives for Latin American HECAP

Lawphysics Organizers and special guests:

- Marta Losada, New York U. Abu Dhabi, UAE
- Rogério Rosenfeld, IFT/UNESP ICTP-SAIJR, Brazil
- Diego Restrepo, Antioquia U. Colombia
- Fernando Quevedo, New York U. Abu Dhabi, UAE

Friday 21 February 2025 15:00 UTC



 Y10

<https://lawphysics.wordpress.com>



PONTIFICIA
UNIVERSIDAD
CATÓLICA
DEL PERÚ

¡Gracias!

Backup

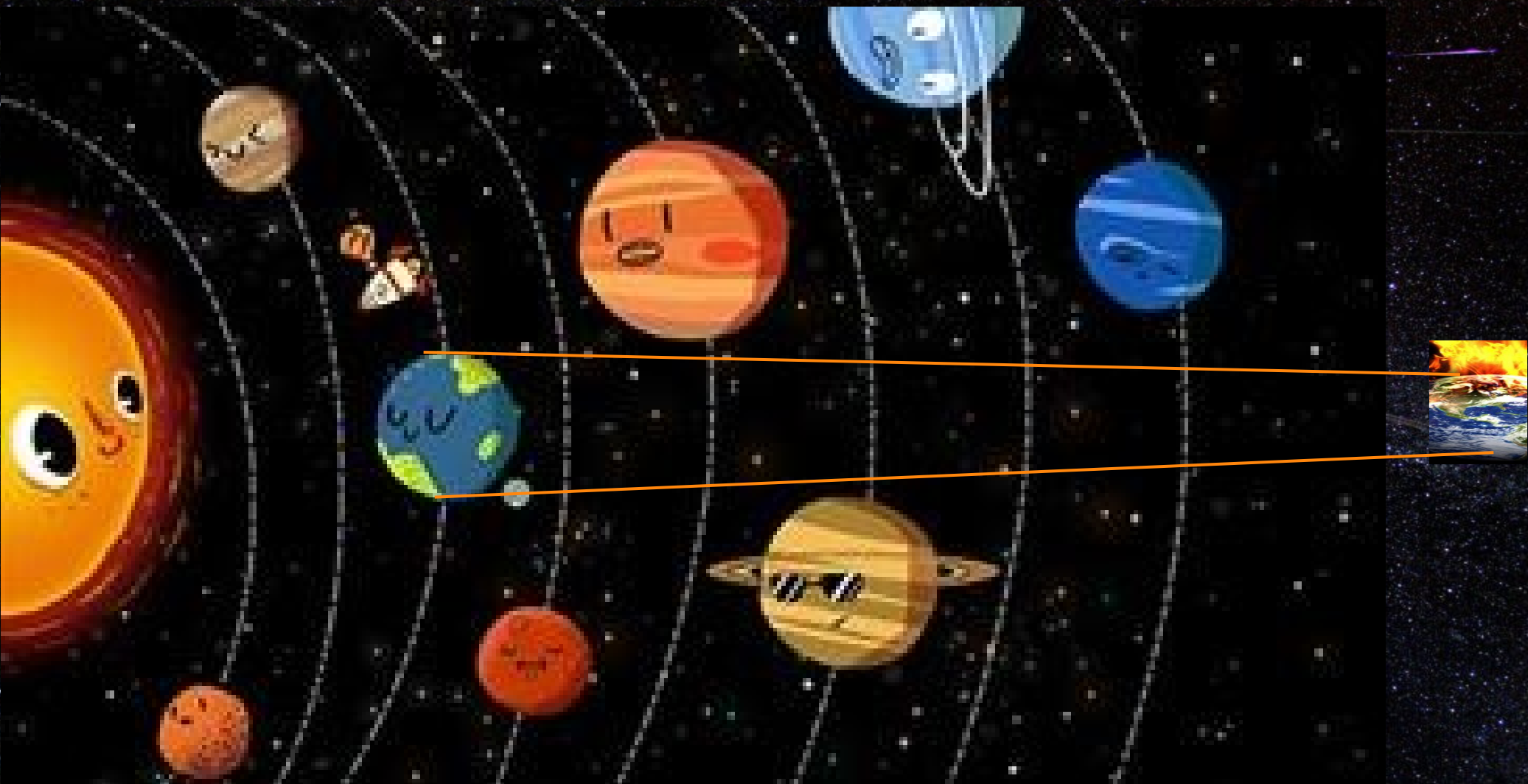
¿Dónde estamos?

¿Dónde estamos?



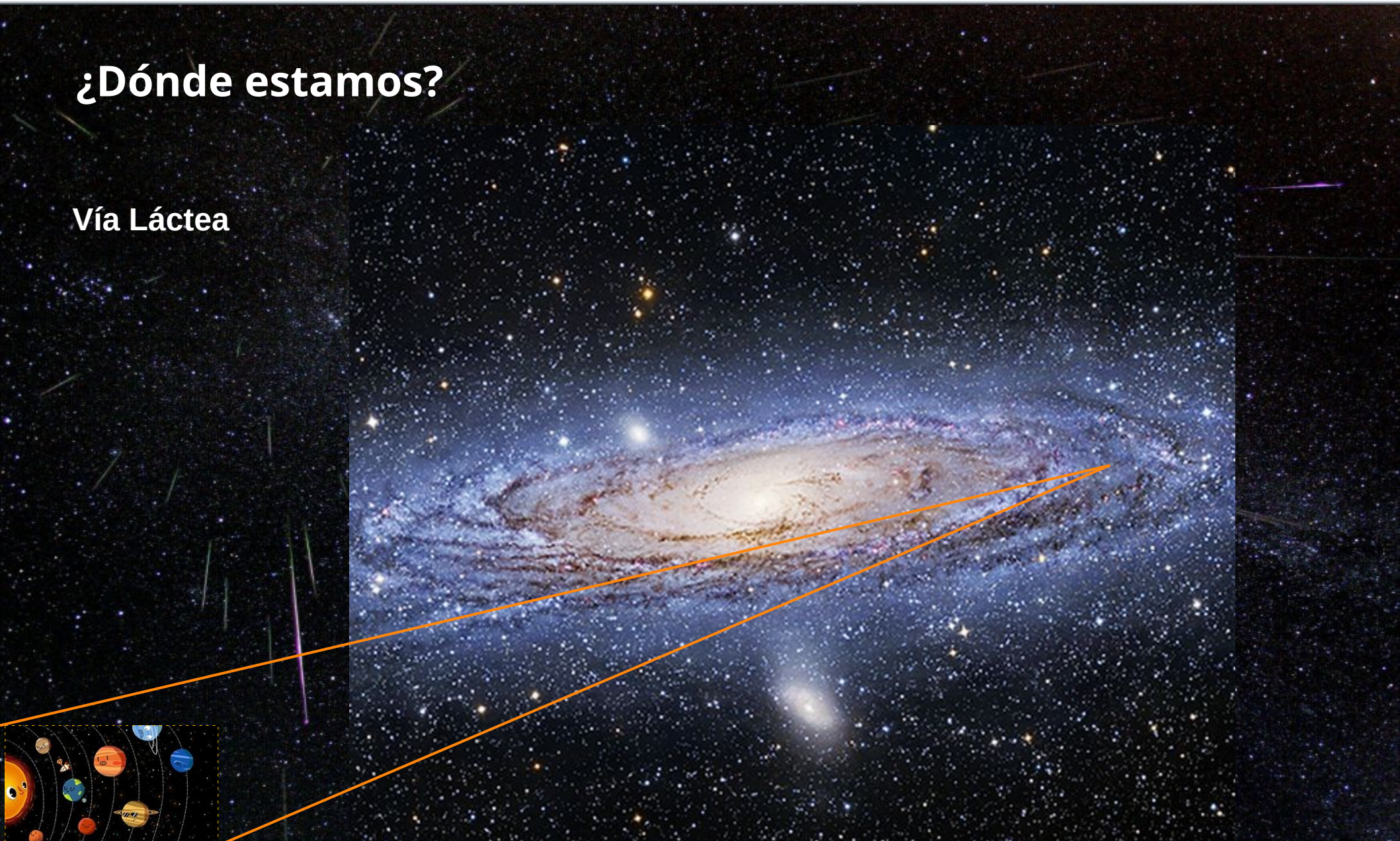
¿Dónde estamos?

Sistema Solar

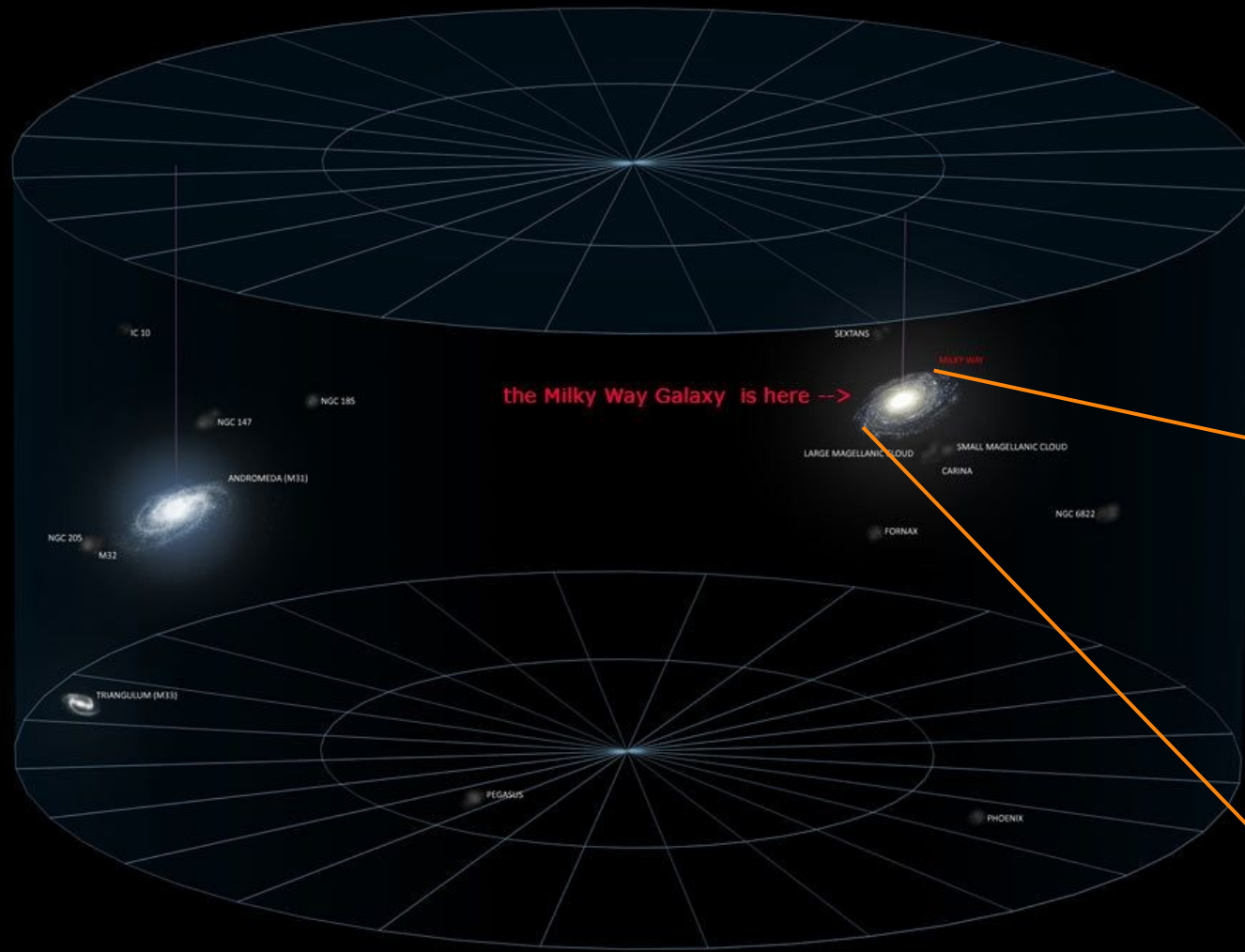


¿Dónde estamos?

Vía Láctea



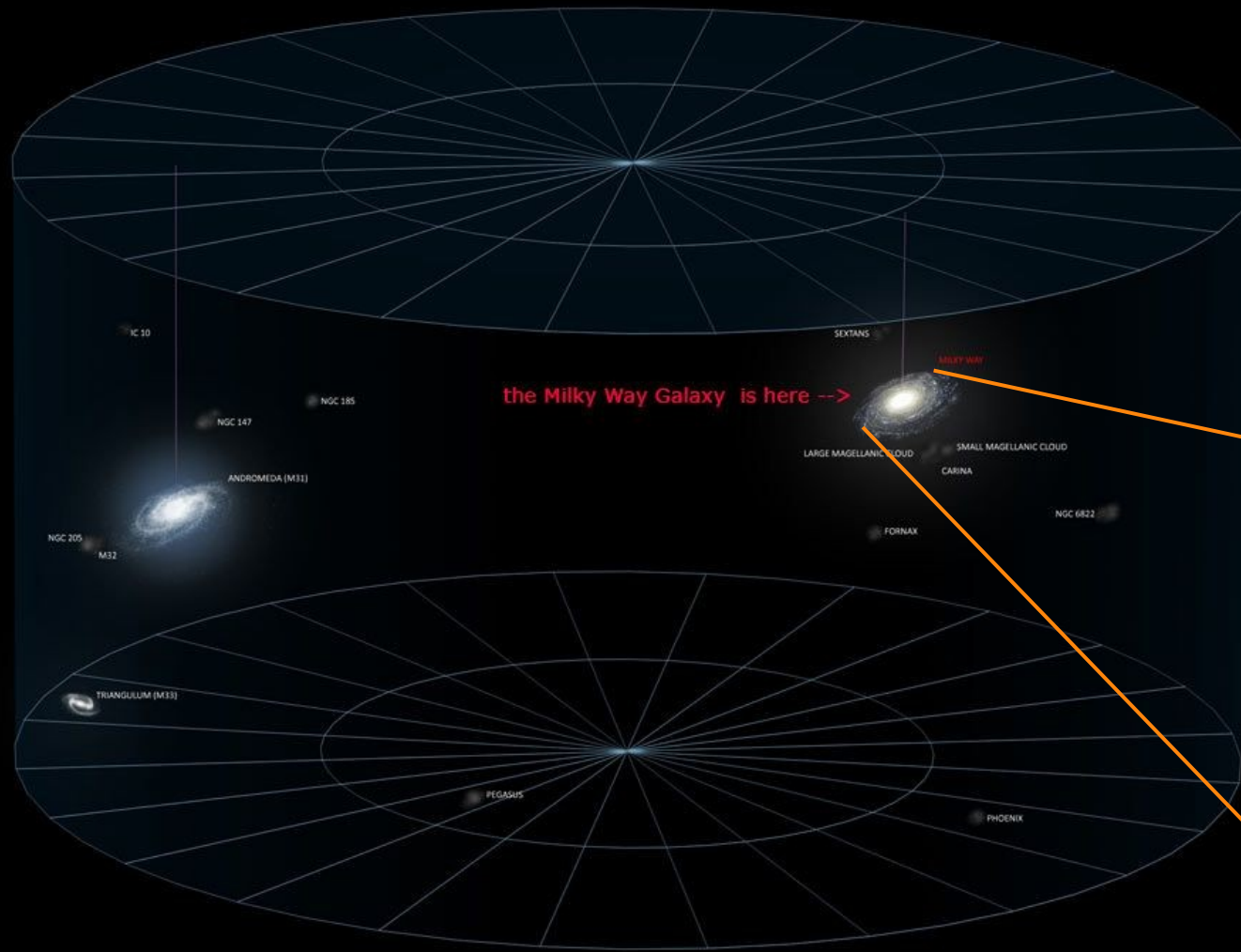
¿Dónde estamos?



Cluster:
Grupo Local



¿Dónde estamos?



Cluster:
Grupo Local

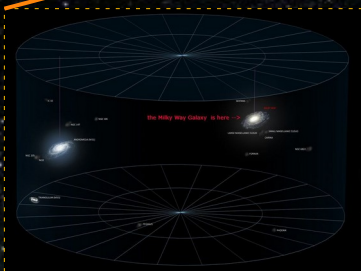
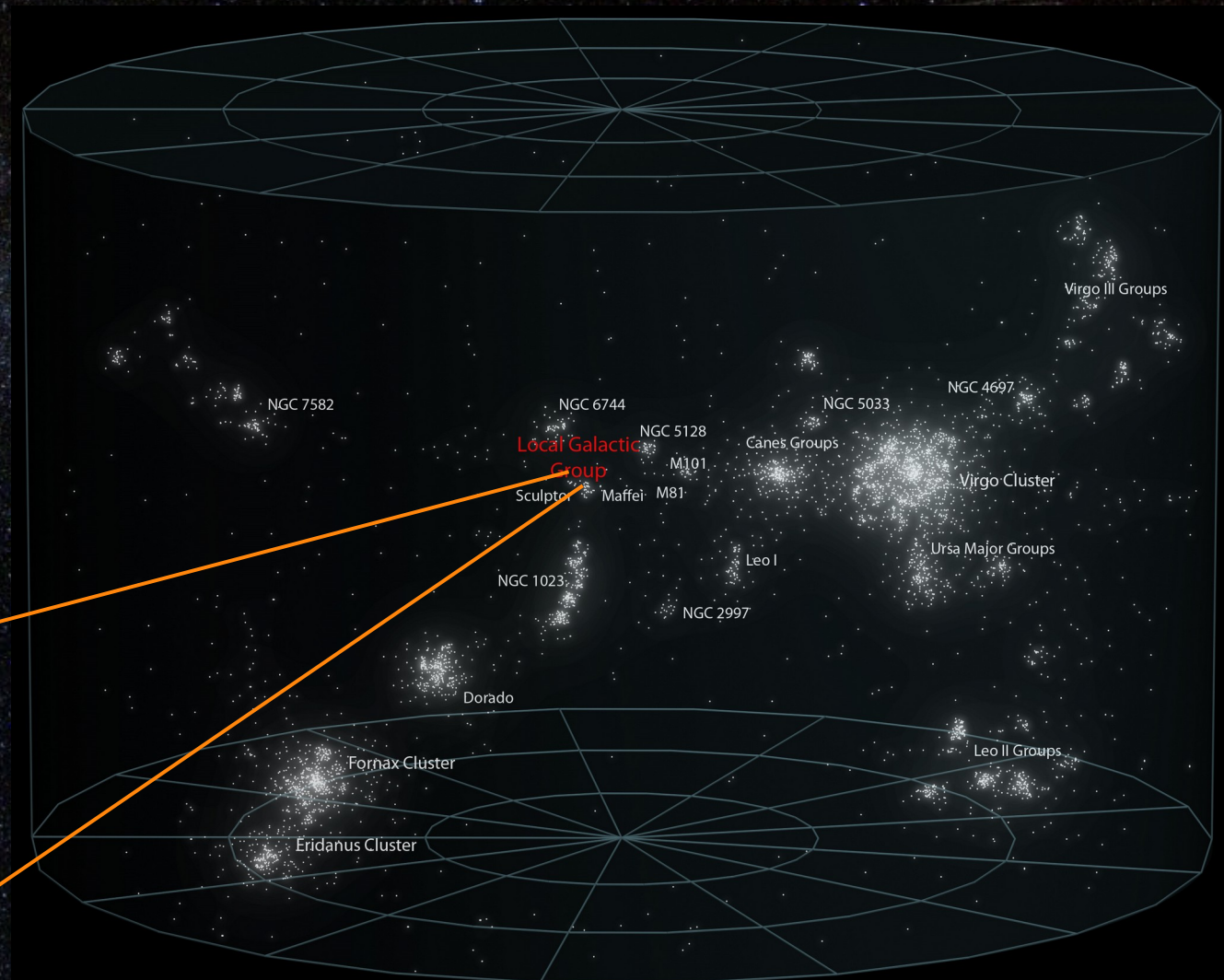
Galaxias como la nuestra
tienen "galaxias satélites"

Cluster lleno de gas



¿Dónde estamos?

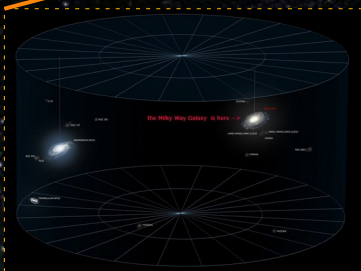
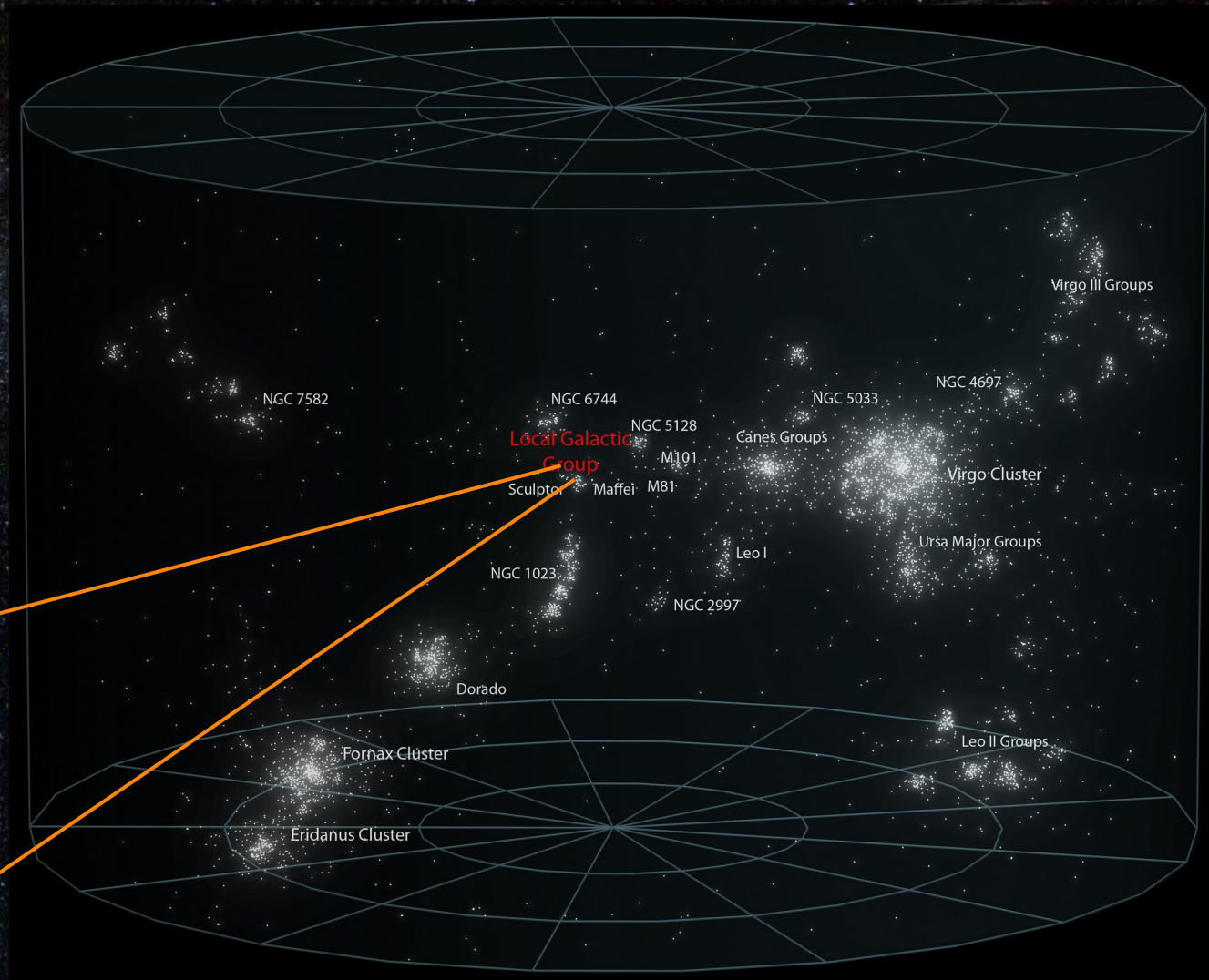
Supercluster:
Virgo (Laniakea)



¿Dónde estamos?

**Supercluster:
Virgo (Laniakea)**

Existen 10 millones
de superclusters en el
Universo observable



¿Dónde estamos?

Filamento Galáctico Piscis - Cetus

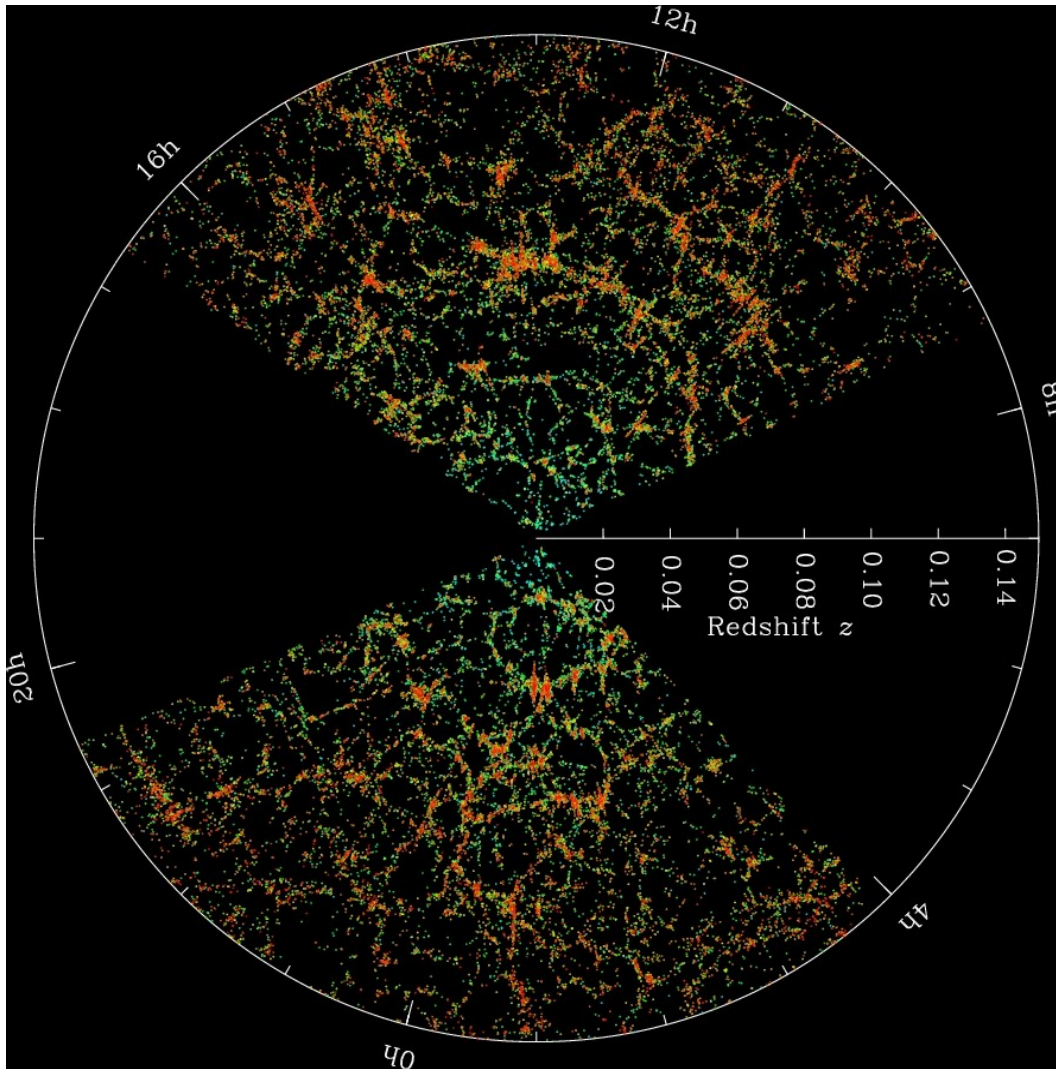


¿Dónde estamos?

Universo Observable



Sloan Digital Sky Survey



$z = 0.14$ corresponde a ~ 600 Mpc.

El Universo Observable llega a un radio de $\sim 15\,000$ Mpc.

Imperdible:
<https://www.youtube.com/watch?v=08LBItePDZw>

El Fondo Cósmico de Microondas

Aquellos fotones que se desacoplaron en el Universo temprano siguen ahí, y forman el **Fondo Cósmico de Microondas** (CMB).

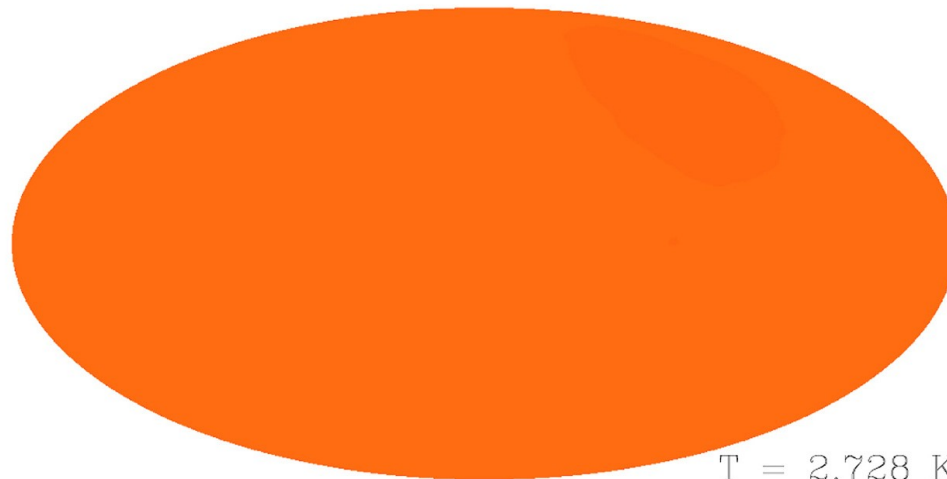
El espectro fue medido por el satélite COBE: fondo casi idéntico al de un cuerpo negro.



El Fondo Cósmico de Microondas

Aquellos fotones que se desacoplaron en el Universo temprano siguen ahí, y forman el **Fondo Cósmico de Microondas** (CMB).

El espectro fue medido por el satélite COBE: fondo casi idéntico al de un cuerpo negro.

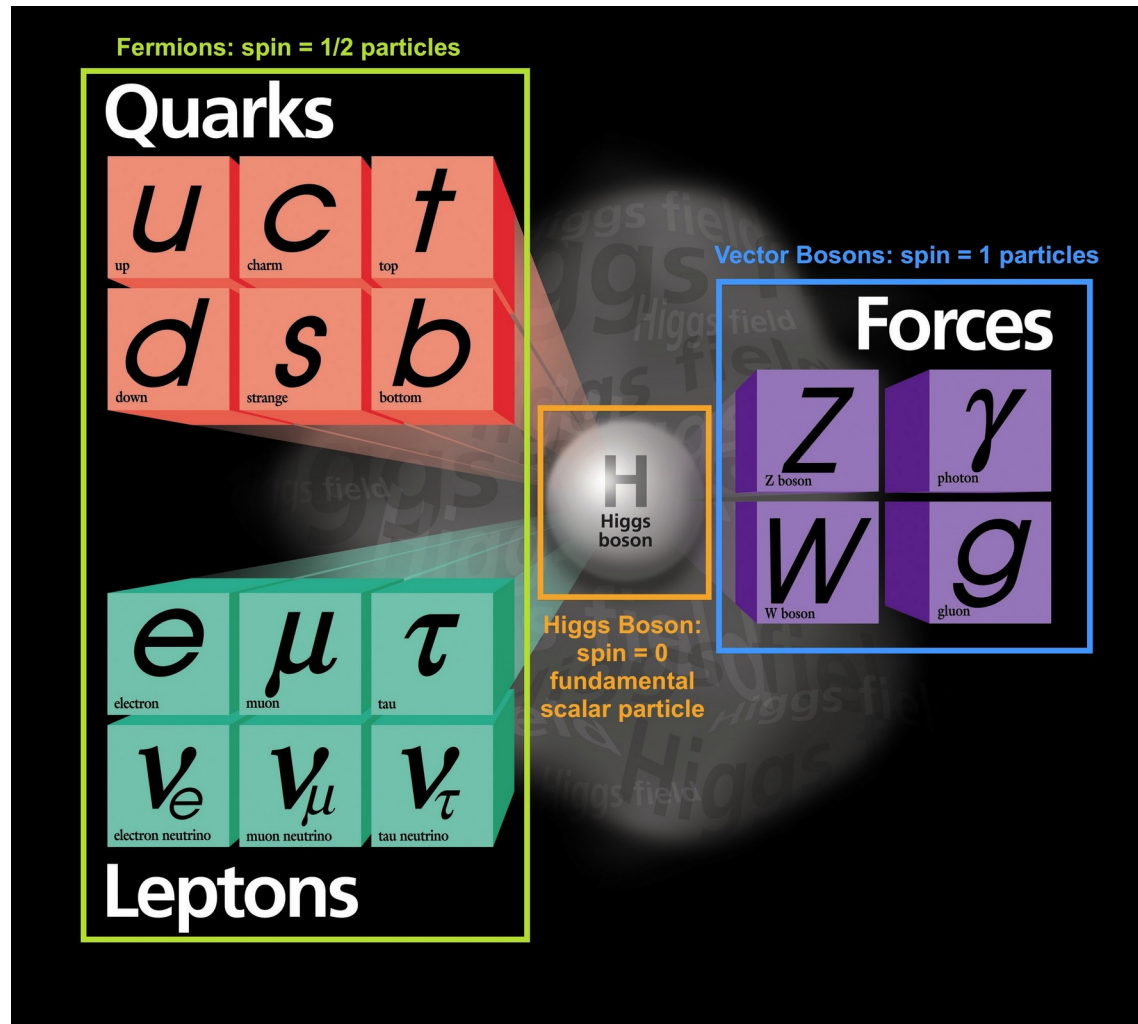


DMR 53 GHz Maps

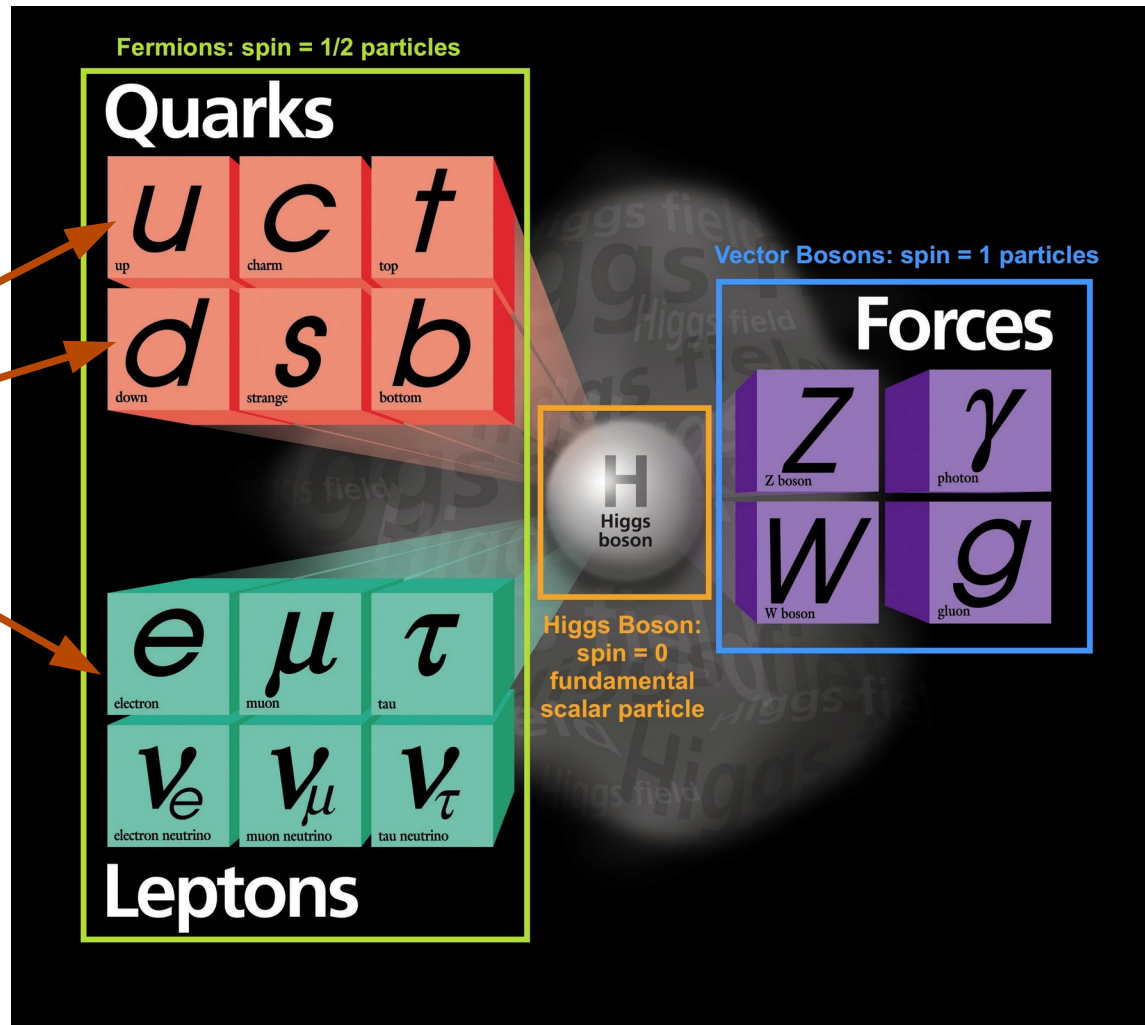
$$T = 2.728 \text{ K}$$



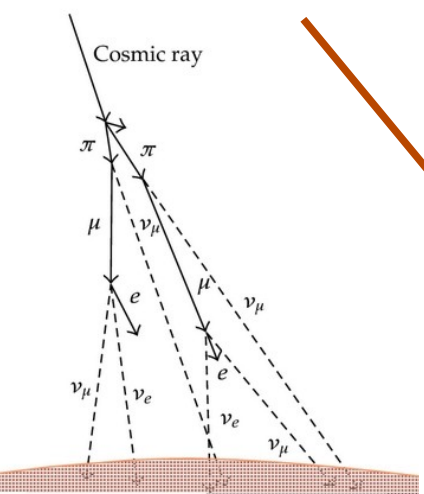
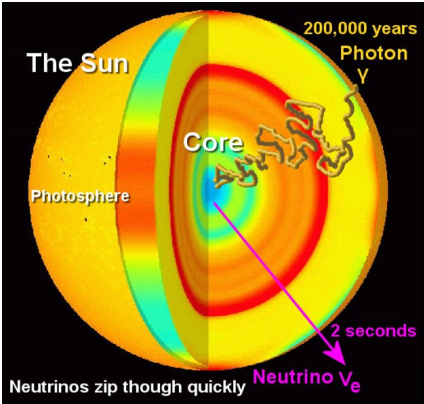
El Modelo Estándar



El Modelo Estándar



El Modelo Estándar



Fermions: spin = 1/2 particles

Quarks

u up	c charm	t top
d down	s strange	b bottom

Leptons

e electron	μ muon	τ tau
ν_e electron neutrino	ν_μ muon neutrino	ν_τ tau neutrino

Vector Bosons: spin = 1 particles

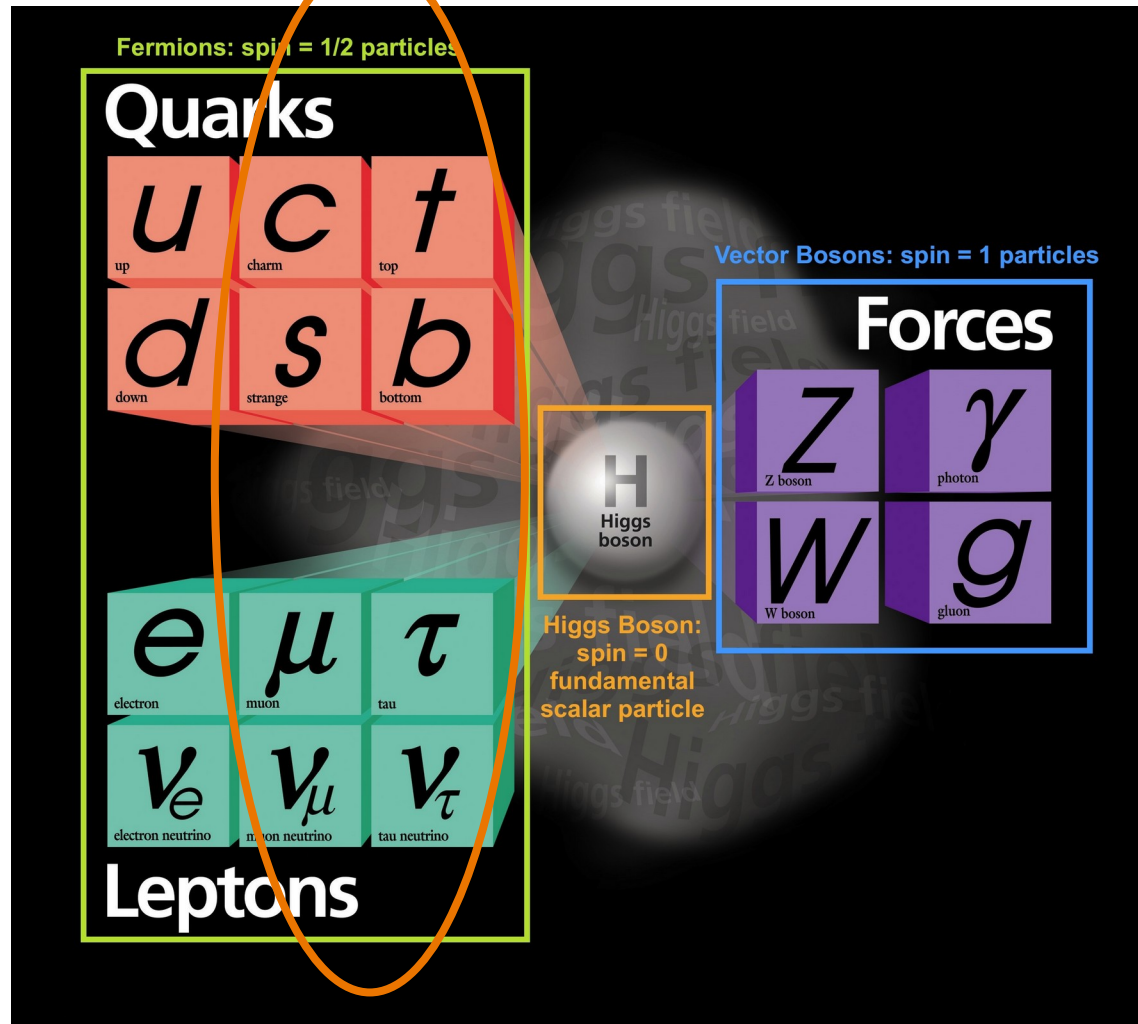
Forces

Z Z boson	γ photon
W W boson	g gluon

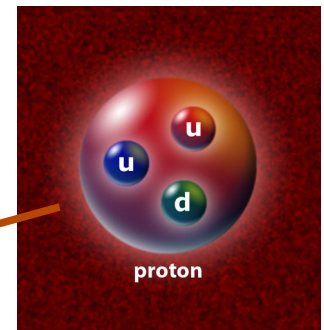
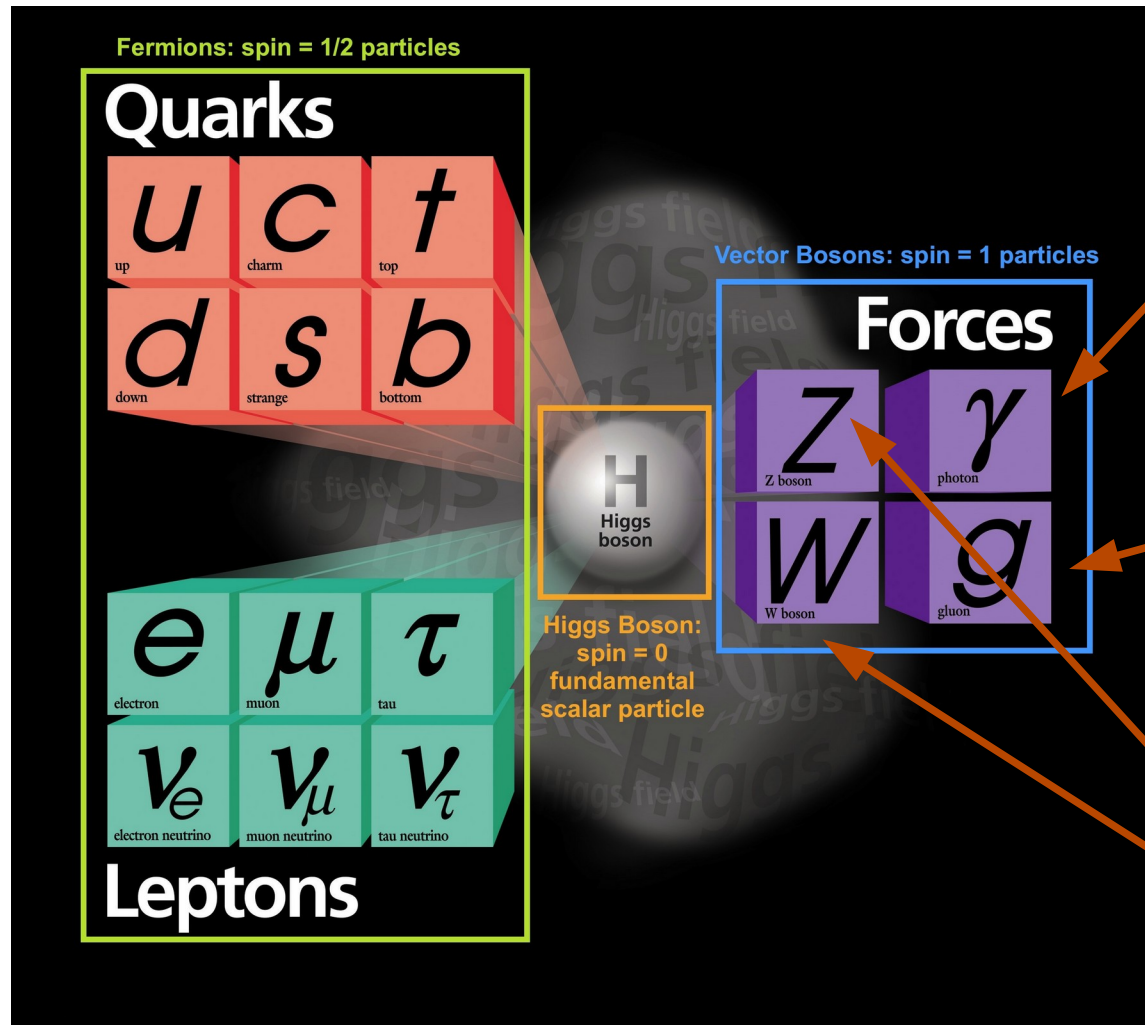
Higgs Boson: spin = 0 fundamental scalar particle

H
Higgs boson

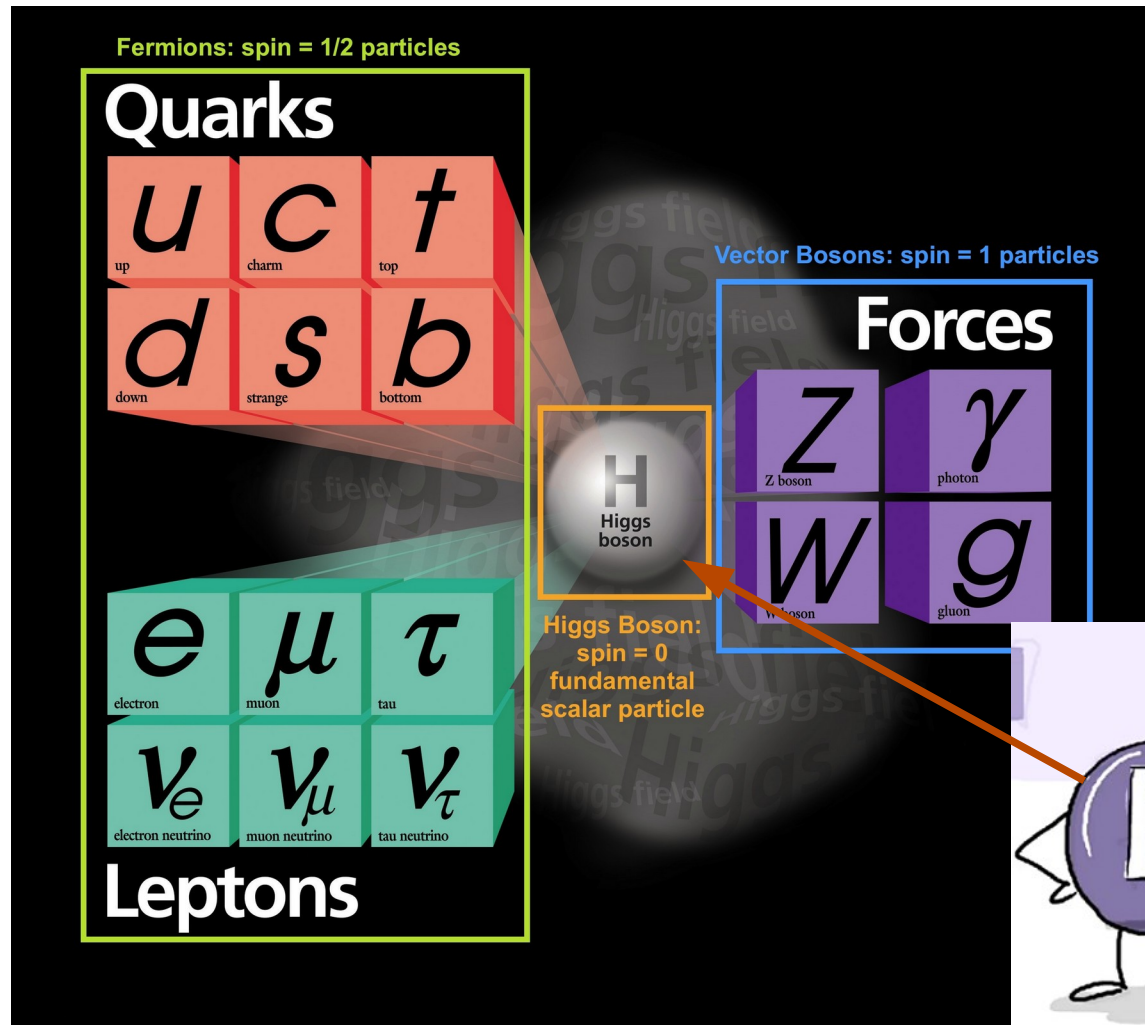
El Modelo Estándar



El Modelo Estándar



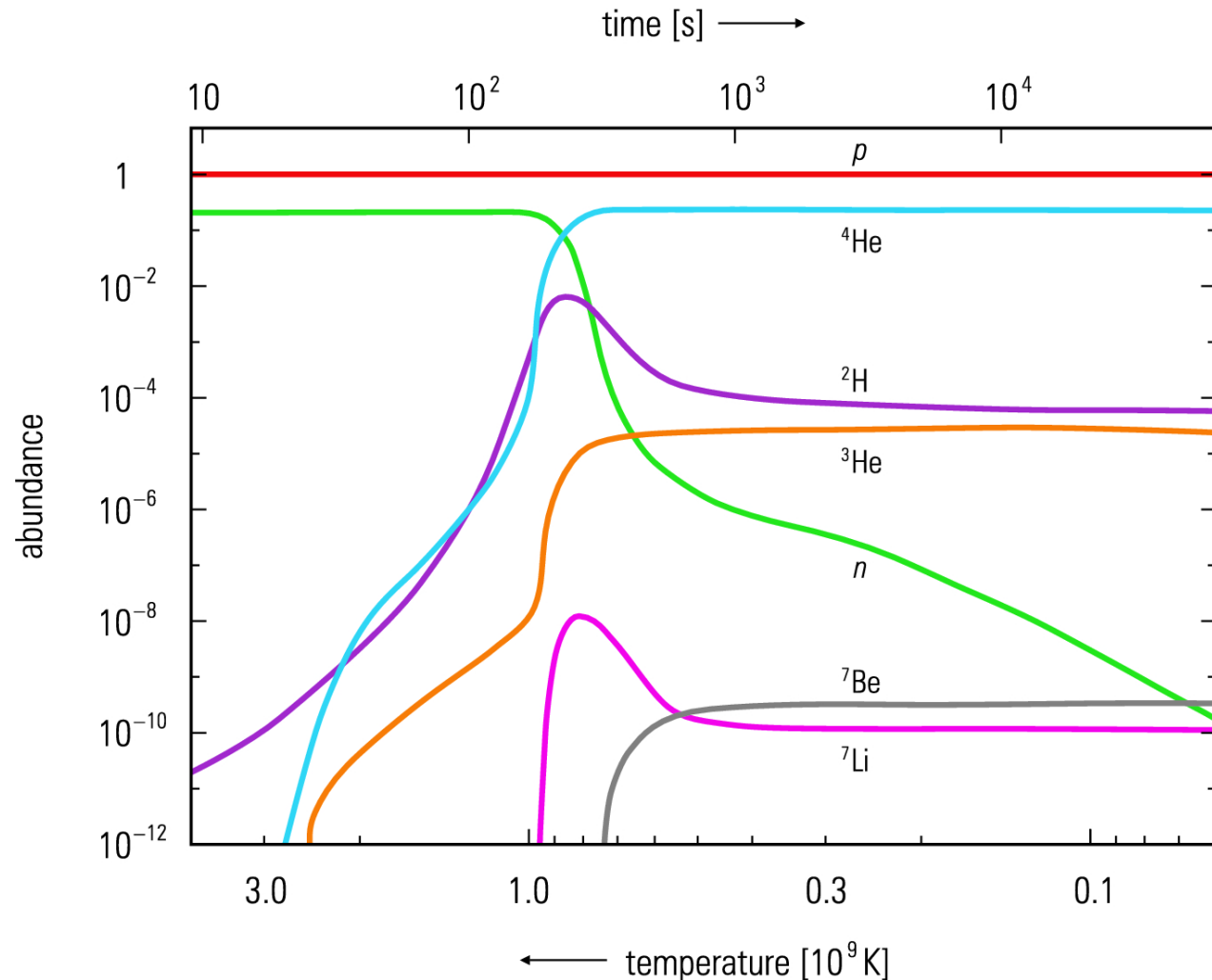
El Modelo Estándar



Big Bang Nucleosynthesis

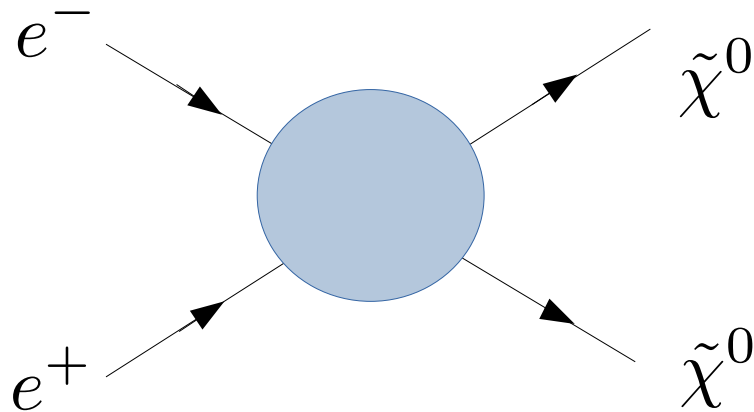
El BBN tiene predicciones muy precisas.

De requerir materia oscura bariónica, las tasas de ^4He , deuterio, ^3He y ^7Li cambiarían.



Materia Oscura No-Térmica: El *Freeze-In*

Si el acoplamiento de la materia oscura es muy pequeño, no llega a estar en equilibrio térmico con el plasma primordial.



Existencia de mediador inestable:
Super-WIMP (para otra charla)

Producción de materia oscura a lo largo de la evolución del Universo temprano:
freeze-in.

