





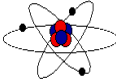


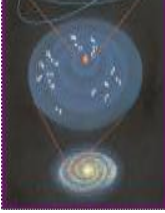



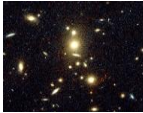

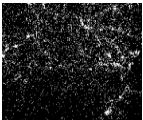


4.2 Cosmologia

4.2.1 Escales cosmològiques

Quan ens endinsem en l'estudi de l'Univers, veurem que es fa necessari parlar tant de distàncies tan petites com la longitud de Planck (10^{-35} m) com d'altres enormes com la mida de l'Univers conegut (10^{26} m). El mateix passa quan descrivim les escales temporals de diferents processos, els salts en ordres de magnitud són tan grans com en el cas de les distàncies. Per fer-nos una idea de les diverses magnituds involucrades donem a continuació alguns valors de referència.

| OBJECTE | LONGITUD | OBJECTE | LONGITUD |
|----------------------------|--|---|---|
| Longitud de Planck |  10^{-35} m | Everest (alçada) |  10^4 m |
| Distància mínima estudiada |  10^{-18} m | Terra (radi) |  10^7 m |
| Nucli (radi) |  10^{-15} m | Sol (radi) |  10^9 m |
| Àtom (radi) |  10^{-10} m | Sistema Solar (radi) |  10^{13} m |
| Virus (radi) |  10^{-7} m | Proxima Centauri C (distància a la Terra) |  10^{16} m |
| Cèl·lula (radi) |  10^{-4} m | Via Làctia (radi) |  10^{21} m |
| Nou (radi) |  10^{-2} m | Cúmulo de galàxies (radi) |  10^{23} m |
| Home (alçada) |  10^0 m | Univers (radi visible) |  10^{26} m |

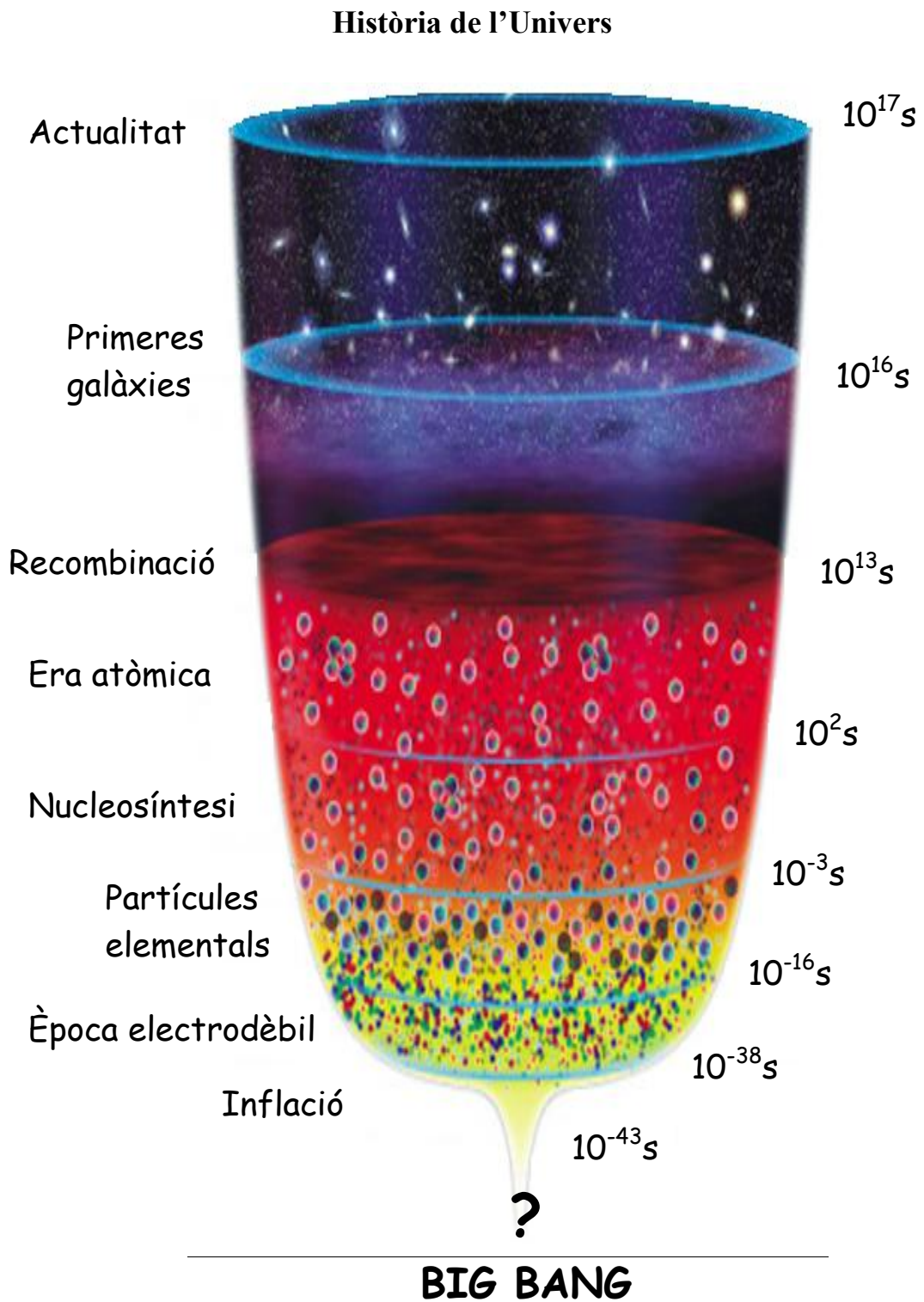


Figura 4.13: Escala temporal dels esdeveniments més importants de la història de l'Univers. Es trobarà una explicació detallada de cada un d'ells en apartats posteriors.

4.2.2 Introducció. Espai-temps

En general, s'entén per Cosmologia l'estudi del Cosmos, de l'Univers pres com un tot. En aquesta secció, però, ens centrarem en una definició d'*Univers* convenient, i habitual, que inclou únicament un espai-temps de quatre dimensions i les diferents formes d'energia-matèria que conté. Poc a poc anirem veient què significa a grans trets tot això, i en seccions posteriors s'explicarà quines són les raons que porten a fer aquesta distinció des del començament. D'alguna manera ens limitem aquí al 'nostre' univers particular durant la part de la seva vida clàssica¹. Aquesta analogia amb una vida és habitual en astrofísica i cosmologia, igual com hem vist que els estels naixen, evolucionen i moren, l'Univers va néixer en un procés quàntic, que tot i que marcaria el seu destí, va deixar pas ràpidament a una infantesa ja clàssica.

Dintre d'aquest marc s'ha construït l'actual model estàndard de cosmologia, el qual dóna una descripció de la vida de l'Univers des del que s'anomena l'*època de Planck* fins al moment actual, i s'estén fins a predir el destí final de l'univers. És un model que comença amb la solució del rus Aleksandr Friedmann a les equacions de la Relativitat General d'Albert Einstein sis anys després de la seva formulació l'any 1916. Abans d'utilitzar aquestes equacions, però, veiem les influències sobre les que es construeixen i la seva repercussió a la cosmologia moderna.

Les primeres idees que es veurien reflectides segles després en les Teories de la Relativitat daten de principis del segle XVII. És llavors quan Galileo Galilei introdueix les primeres nocions sobre la relativitat dels esdeveniments. Segons el que després s'ha conegut com el *principi de relativitat de Galileo*, observadors movent-se amb velocitat relativa constant obtenen els mateixos resultats per qualsevol experiment de la mecànica. És el primer cop que s'observa que la velocitat no és absoluta, perquè la física no depèn de la velocitat a la que es mogui el sistema de referència (SR) que triem. De fet, no podem dir quina és aquesta velocitat si no és respecte un altre SR, i com que no en tenim cap de privilegiat, la velocitat deixa de ser una magnitud absoluta. En aquests moments, però, l'espai i el temps sí són dos ens absoluts, i com a tal, podien ser utilitzats com a sistema de referència universal on descriure-hi la física. Posteriorment, i sota la influència dels resultats de Galileo, Isaac Newton escriuria els seus *Principia*, on es construïa una teoria de la mecànica basada en el principi de relativitat.

No és fins 200 anys després de Newton, quan es desenvolupa la teoria de l'electromagnetisme. Les equacions de Maxwell, les que es desprenen d'aquesta teoria, no són invariants respecte les transformacions de Galileo, és a dir, les velocitats de les ones electromagnètiques per diferents SR no es transformen com fins llavors, sinó que són invariants respecte un altre tipus de transformacions, les de Lorentz.

Tenim, doncs, una diferència entre el comportament de les velocitats en la mecànica newtoniana i el comportament de la velocitat de la llum en l'electromagnetisme. El que faria Einstein en la seva *Teoria de la Relativitat Especial* (o Restringida) seria utilitzar aquests dos fets independents com a principis i veure quines conclusions en podia obtenir:

¹ Clàssic com a contraposició a quàntic, la relativitat s'entén, doncs, com una descripció clàssica de la gravitació.

- ☞ Les lleis de la física són les mateixes per qualsevol observador inercial (principi de relativitat).
- ☞ La velocitat de la llum és la mateixa per a tots els observadors inercials.

La combinació d'aquests dos principis condueix a conseqüències interessants sobre la natura de l'espai i del temps. La principal pels nostres interessos és que l'única realitat independent de l'observador és un espai-temps format per les tres dimensions espacials i la dimensió temporal. Vegem-ho amb un exemple. Nosaltres com habitants de la Terra podem mesurar la separació temporal (Δt) i la distància espacial (Δx) entre dos successos a Júpiter. El mateix pot fer un astronauta al que s'envia en una missió espacial cap a Júpiter en una nau que viatja a dècimes de la velocitat de la llum (millor no enviar cap amic en una missió d'aquest estil...). En aquest exemple la diferència de velocitats dels dos SR (nosaltres a la Terra i l'astronauta a la nau) és prou important com per a què els intervals per separat d'espai i de temps que mesuren tots dos no s'assemblin en res, en canvi, tots dos mesuren la mateixa velocitat de la llum i veiem que les relacions físiques entre Δt i Δx són les mateixes, i el que és més curiós, existeix un nou interval (ΔS) combinació del temporal i del espacial que si és igual per a tots dos!

$$\Delta S = -c\Delta t + \Delta \vec{x} \quad (4.7)$$

Així l'interval que hem de considerar invariant és el que determinen les components en cada una de les quatre dimensions de la mètrica². Aquesta nova concepció d'espai-temps hauria de veure's ara reflectida en l'estudi de la dinàmica, ja que si segons les lleis de Newton la gravetat és inversament proporcional a Δx^2 i ara Δx depèn del observador, ens quedem sense una descripció coherent. Això és el que faria el mateix Einstein vuit anys després de la Relativitat Especial en el que s'anomena *Relativitat General*. Generalitzaria el principi de relativitat en un principi d'equivalència, segons el qual no es pot distingir un sistema en caiguda lliure, i per tant accelerat, d'un sistema inercial lluny de qualsevol camp gravitatori.

Les equacions de camp d'Einstein són la formulació matemàtica del principi d'equivalència, i un cop formulades, la seva estructura estableix una relació entre la quantitat de matèria i energia de l'Univers, i la seva geometria. La matèria i l'energia són les que determinen la geometria, i al mateix temps la geometria determina el comportament dinàmic de la matèria i l'energia:

$$G^{\alpha\beta} = \alpha T^{\alpha\beta} \quad (4.8)$$

$$G^{\alpha\beta} + \Lambda g^{\alpha\beta} = \alpha T^{\alpha\beta} \quad (4.9)$$

$T^{\alpha\beta}$ s'anomena tensor energia-moment i és un objecte matemàtic que dona compte de l'energia i la matèria de l'Univers. Per altra part, la banda esquerra conté el tensor d'Einstein, indicatiu de la geometria de l'Univers.

² Una mètrica és la definició de mesura en un espai. En el nostre cas la mètrica és la que dona l'interval (o distància) entre dos esdeveniments situats en un espai-temps de quatre dimensions.

A partir d'aquesta teoria, doncs, l'espai-temps passava de ser un mer marc on situar la matèria i descriure'n la dinàmica a ser una part activa en el comportament de l'Univers. Aquesta equació, però, no té una única formulació, i es segueix complint afegint una constant cosmològica Λ quan apareix en combinació amb la mètrica de l'espai-temps $g^{\alpha\beta}$. Einstein va introduir aquesta constant en les seves equacions degut al prejudici de l'època de que l'Univers havia de ser estacionari, i com veurem això és el que implica (4.9) quan es considera el principi cosmològic estricte. La raó per la qual introduïm Λ , ara que ha desaparegut aquest prejudici, és la importància que està recobrant un cop es veu que les observacions actuals afavoreixen una expansió accelerada. Però tot això és avançar esdeveniments, comencem pas per pas i anem a veure com les equacions d'Einstein prediuen un Big Bang.

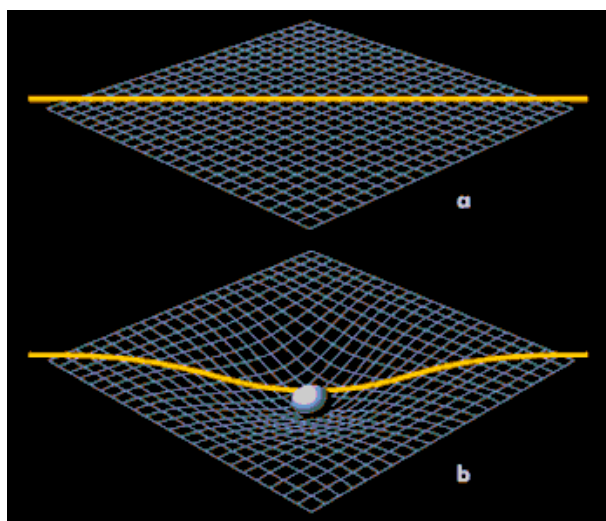


Figura 4.14: *Deformació de l'espai-temps per l'energia i la matèria. En la figura (a) la llum segueix trajectòries rectes degut a l'absència de matèria. En el cas (b) una massa corba l'espai i la llum continua seguint una trajectòria recta dintre d'un espai corbat, és el que s'anomena geodèsica.*

4.2.3 Expansió, Big Bang i època de Planck

Tot i que en l'actualitat tothom accepta d'una manera natural l'existència d'objectes extragalàctics, és una idea relativament recent. Al segle XVIII Immanuel Kant havia descrit les nebuloses que s'observaven en el cel com a sistemes d'un gran número d'estels (*universos illa*) localitzats a distàncies enormes. Era el primer cop que es parlava d'un Univers amb estructures externes a la Galàxia, però la idea no va encaixar i no va ser fins entrat el segle XX quan Edwin Hubble va poder mesurar la distància a una de les 'nebuloses' i es va haver d'acceptar l'existència d'altres galàxies llunyanes comparables a la nostra.

Cronològicament estem ara poc després de la publicació de la Relativitat General. S'esperava que aquesta descrigués un univers estàtic que semblava tenir agrupacions de matèria i a més, havia de predir una distribució gens ordenada, ja que s'observaven molts estels en mirar cap a una direcció (la que ara sabem que correspon al centre galàctic) i molt poques en sentit contrari.

El 1917 Einstein va resoldre les seves equacions imposant el principi cosmològic, segons el qual l'Univers era igual en totes direccions i igual al que veuríem si ens situéssim en un altre punt (isotropia i homogeneïtat). En aquells moments això semblava una descripció barroera de l'estructura de l'Univers, però quan es van començar a observar galàxies llunyanes i es va poder 'mirar' en altres longituds d'ona es va veure que a grans escales potser sí que l'Univers podia ser isòtrop. Actualment sembla acceptat que a gran escala (~500 Mpc) l'Univers és homogeni i si mirem en totes direccions veiem que també és isòtrop (veure Fig.4.31).

Amb aquestes hipòtesis, doncs, Einstein va arribar a la conclusió que l'Univers havia d'estar en expansió i per 'solucionar-ho' va introduir la constant cosmològica en les seves equacions. Aquesta representava una nova força antigravitatòria que compensaria la naturalesa expansiva de l'espai-temps.

L'any 1922 Friedmann, qui creia fortament en la teoria d'Einstein, va portar fins les últimes conseqüències les equacions originals però oblidant el requisit d'univers estàtic. En aquest moment va obtenir l'evolució d'un univers espacialment tancat, i un parell d'anys després va fer el mateix per un univers espacialment obert. La seva mort va fer que aquests resultats no fossin excessivament coneguts, i el 1927 Georges Lemaître, sembla que independentment, va descriure també un univers en expansió. Sorprenentment aquests resultats purament teòrics es van veure contrastats quan al 1929, un altre cop Hubble, mirant al cel del Monte Palomar va trobar que els objectes llunyans (com ara les galàxies externes que ell havia establert) s'allunyaven de nosaltres, i aquesta velocitat de recessió creixia linealment amb la distància a l'objecte.

Hubble va arribar a aquesta conclusió a partir del gràfic 4.15. Mirant-ho avui sembla increïble que arribés a la conclusió que considerem correcta. No és únicament el fet que l'ajust lineal a aquestes dades sigui discutible, sinó que a més, cal tenir en compte que els objectes que ell va observar són tan propers a nosaltres que les velocitats peculiars d'agitació són de l'ordre de les 'expansives'.

La llei lineal establerta entre la velocitat radial d'un objecte (v) i la distància que ens hi separa (d) es coneix com la *llei de Hubble*, i el paràmetre de proporcionalitat és la *constant de Hubble* (H_0):

$$v=H_0 d \quad (4.10)$$

Aquest paràmetre té unitats inverses de temps, i s'acostuma a donar en unes unitats estranyes però representatives, $Km/s/Mpc$, que indiquen la velocitat en quilòmetres per segon que augmenta l'expansió cada megaparsec de distància. De fet, $1/H_0$ dona una cota superior a l'edat de l'Univers, i això en limita el seu valor: l'edat de l'Univers no pot ser més petita que la que determinem per a la Galàxia, per exemple. Això que sembla tan lògic no es despenia dels càlculs originals de Hubble pel quals

s'obtenia un valor de $H_0 \sim 500$ Km/s/Mpc. Actualment, aquest valor s'ha reduït a (70 ± 5) Km/s/Mpc completament compatible amb totes les edats conegudes d'objectes de l'Univers.

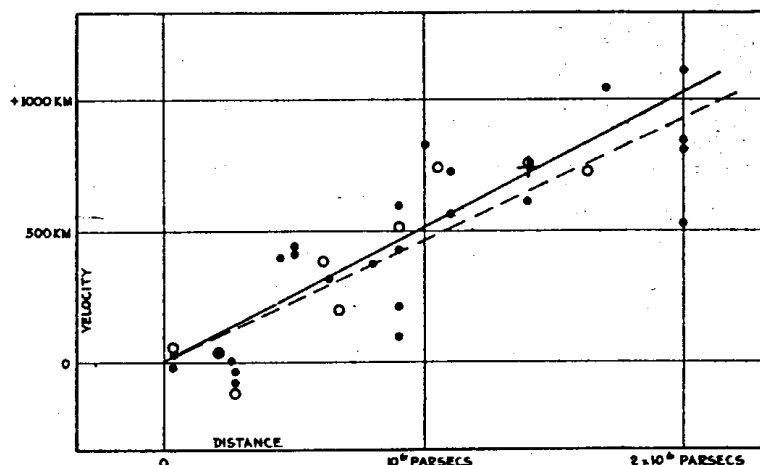


Figura 4.15: Gràfic original d'Edwin Hubble a partir del qual es dedueix l'expansió de l'Univers. En ell es representa l'augment de la velocitat a mida que anem a distàncies majors per a 30 galàxies del cúmul de Virgo.

Alguns anys després de les primeres solucions a les equacions de la Relativitat General, i motivats pels resultats de Hubble, el físic americà Howard Robertson i el matemàtic anglès Arthur Walker van generalitzar els resultats per universos espacialment tancats, oberts i plans. Per a això van obtenir la mètrica d'un univers homogeni i isòtrop en funció d'aquesta curvatura espacial:

$$ds^2 = dt^2 - a^2(t) \left[\frac{dr^2}{1 - kr^2} + r^2 d\Omega^2 \right] \quad \text{Mètrica de Robertson-Walker (4.11)}$$

on $a(t)$ és el factor d'escala de l'Univers, i k és la curvatura espacial sent $k=-1$ per a un univers obert, $k=+1$ per a un univers tancat i $k=0$ per a un univers pla. És important veure que el fet que l'espai sigui homogeni (tal i com demanem) porta a una evolució homogènia de l'expansió, $a(t)$, que permet definir un temps còsmic, és a dir, un temps universal vàlid per qualsevol observador que pren com a sistema de referència el 'fluid' en expansió. És respecte aquest temps que parlarem de l'evolució de l'Univers.

Ara ja tenim tots els ingredients que es necessiten per a resoldre les equacions d'Einstein. Dintre de l'aparent senzillesa de (4.9) s'amaga la mètrica, per la que utilitzarem la formulació de Robertson-Walker; el tensor d'energia-moment, aquí farem servir aquell que s'obté en general per a un fluid perfecte format de matèria, radiació i hi afegirem una constant cosmològica; i el tensor d'Einstein, que en descriure la geometria de l'Univers queda determinat per la mètrica. Amb tot això, una mica de

paciència i alguns coneixements d'àlgebra tensorial, arribem a les equacions que descriuen la dinàmica de l'Univers $a(t)$:

$$\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 \equiv H^2 = \frac{8\pi G}{3}(\rho + \Lambda) - \frac{k}{a^2} \quad \text{Equació de Friedmann (4.12)}$$

$$\frac{d}{da}(\rho a^3) = -3pa^2 \quad \text{Conservació de l'energia (4.13)}$$

a les que cal afegir una *equació d'estat* pels diferents tipus d'energia i matèria, és a dir, una relació entre la seva pressió i densitat:

$$p = p(\rho) \quad \text{p.ex.: } p = w\rho \quad \text{Equació d'estat (4.14)}$$

Per a obtenir $a(t)$ caldria conèixer k i w , però en podem extreure una conclusió general per a qualsevol curvatura i equació d'estat:

☞ L'Univers està en expansió.

Sigui quin sigui el tipus d'expansió necessàriament implica l'existència del que George Gamow anomenaria *Big Bang* (Gran Explosió), ja que si tirem una expansió enrera en el temps, anem cap a estats de densitat i temperatura més elevada, i quan el que s'expandeix és el mateix espai, cap a volums de l'Univers cada cop més petits.

No podem, però, extrapolar fins a un temps nul. Com s'ha dit des d'un principi el que de moment sabem fer és descriure l'etapa clàssica de la vida de l'Univers, i aquesta comença en l'*època de Planck*. L'època de Planck és el punt on la Relativitat General deixa de ser vàlida i es fa necessària una descripció quàntica de la gravitació. Habitualment en el límit de validesa d'una teoria obtenim infinits com a resultats, i això és el que li passa a partir d'aquest moment a la Relativitat General. El problema és que quan s'intenta construir una teoria de la gravetat quàntica, o bé retrobem aquests infinits, o bé condueixen a unes equacions massa complicades com per a ser resoltes exactament amb les matemàtiques actuals.

Combinacions de les constants universals de cada teoria (G i c per la Relativitat General i \hbar per la quàntica) ens donen l'ordre de magnitud dels paràmetres que defineixen l'instant de Planck:

| | |
|--------------|---|
| temps: | $t_{Pl} = (G\hbar/c^5)^{1/2} \sim 10^{-43} \text{ s}$ |
| longitud: | $L_{Pl} = (G\hbar/c^3)^{1/2} \sim 10^{-35} \text{ m}$ |
| temperatura: | $T_{Pl} = (\hbar c^5/k^2 G)^{1/2} \sim 10^{32} \text{ K}$ |
| densitat: | $\rho_{Pl} = c^5/G^2\hbar \sim 10^{97} \text{ kg/cm}^3$ |
| massa: | $M_{Pl} = (\hbar c/G)^{1/2} \sim 10^{-8} \text{ kg}$ |
| energia: | $E_{Pl} = (\hbar c^5/G)^{1/2} \sim 10^{19} \text{ GeV}$ |

És a dir, no sabem explicar res abans dels 10^{-43} segons després del que hem anomenat Big Bang quan la immensitat de l'Univers actualment conegut mesurava uns 10^{-35} metres!³ Tot i que sembla que hauríem d'estar contents explicant 10^{10} anys i desconeixent 10^{-43} segons, l'Univers és molt actiu en néixer (podem dir que gairebé queda tot determinat dintre dels tres primers minuts de vida...) i després simplement evoluciona lentament a partir de les condicions establertes llavors. A més, tot i que en aquest punt tot són especulacions, es pensa que quan entenguem l'Univers per sota de l'època de Planck, els conceptes d'espai i temps tornaran a fer un canvi radical, molt més del que s'introdueix amb la Relativitat General.

Si acceptem que en el Big Bang (sigui el que sigui) es produeix l'espai, el temps i l'energia, això es faria en un grau total de simetria. La principal implicació és que de les quatre forces que es coneixen a la natura (forta, dèbil, electromagnètica i gravitatòria) en aquest moment, només n'existeix una d'unificada a partir de la qual les altres s'aniran desacoblant segons l'escala d'energia de l'Univers va disminuint.

El mecanisme pel qual les forces se separen és un trencament de simetria conseqüència d'una transició de fase. Dit així sembla molt abstracte, però és fàcil fer una analogia amb una transició de fase habitual entre nosaltres: el pas de l'estat líquid al sòlid en l'aigua. L'aigua líquida és simètrica en el sentit que les forces de cohesió entre les molècules són iguals en qualsevol direcció. Si ara la refredem (és a dir, en disminuïm l'energia) fins arribar al punt on es produeix la transició de fase líquid-sòlid (0°C) s'aniran formant cristalls de gel, alineats en direccions diferents i trencant així la simetria original. Si ho comparem amb l'Univers on hi tenim una simetria de forces, no només de distribució espacial, en baixar la temperatura degut a l'expansió es produeix la transició de fase quan l'energia és prou baixa com per a què es trenqui aquesta simetria de forces.

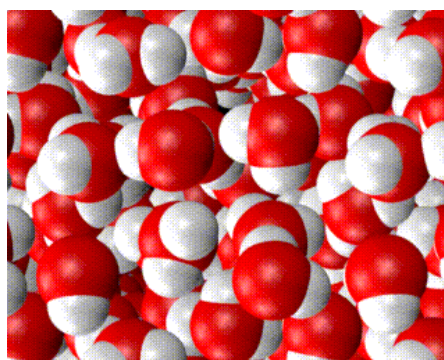


Figura 4.16: Estructura de l'aigua líquida.

Doncs bé, això és el que passa en l'instant de Planck: es produeix el primer trencament de simetria que desacobla la força gravitatòria del conjunt de les altres. Per a l'estudi de l'Univers és una sort que passi tan 'aviat', ja que l'evolució de l'Univers com a tot ve únicament governada per la gravetat: les forces dèbil i forta són de curt abast i per tant no tenen cap efecte en l'evolució global. Per altra part, la força electromagnètica, que al igual que la gravitatòria és de llarg abast, només afecta a les

³ Podem veure més fàcilment la magnitud d'aquest valor si el comparem amb la mida d'un àtom: 10^{-10} m

partícules carregades, i com que a l'Univers les càrregues en terme mig s'apantallen tampoc és important. Així la força que determina el destí de l'Univers comença el seu comportament clàssic en l'època de Planck.

4.2.4 Inflació

Un cop la gravetat evoluciona independentment, es produeixen diferents fenòmens en intervals de temps realment curts. Parlarem aquí de l'època pre-inflacionària que comprèn des del final de l'època de Planck fins que comença el que s'anomena inflació als 10^{-35} segons.

En aquesta època, l'Univers passa per una altra transició de fase on la força unificada es divideix en la corresponent a la interacció forta i a la electrodèbil, i això produeix la creació de defectes topològics.

Per a explicar què passa en les transicions de fase de l'Univers és molt útil fer comparacions amb les que experimenta l'aigua, tal i com ja hem fet amb anterioritat. Considerem ara una transició líquid-vapor. En escalfar aigua es van formant en el seu interior bombolles de vapor. Aquestes estan en la nova fase mentre que l'aigua líquida està encara en la fase original. A mesura que les bombolles van creixent, s'ajunten i llavors entre les seves parets queda atrapada aigua líquida. Aquesta aigua atrapada és el que en la transició de fase de l'Univers és energia (o el tipus de partícula que pogués existir llavors) i hem anomenat defecte topològic. Depenent de la forma en que quedi atrapada l'energia tenim diferents formes de defectes: monopols magnètics si són estructures puntuals, cordes i parets còsmiques per estructures unidimensionals i bidimensionals respectivament, i textures per les estructures més complicades tridimensionals.

Com a conseqüència d'aquesta transició de fase o d'alguna altra es produeix la inflació, és a dir, una expansió exponencial de l'Univers que farà que aquest creixi extraordinàriament en un període de 10^{-32} segons! De fet, l'augment que es produeix seria l'equivalent a una dilatació d'un nucli atòmic des del seu volum habitual fins arribar a abastar els estels propers...

La inflació, però, no és conseqüència directa del model de Big Bang. Cal suposar algunes coses sobre com es produeix el trencament de simetria per a que es pugui produir. Tornem a l'exemple de l'aigua i el gel. Tot i que l'aigua es congela als 0°C , es pot aconseguir tenir aigua líquida per sota d'aquest punt. Estem, però, en un estat metaestable, encara observem la simetria de l'aigua estant a una temperatura més baixa de la que li tocaria. Això fa que l'aigua tingui un excés d'energia i, en ser un punt metaestable, qualsevol pertorbació que pateixi la farà passar bruscamment a gel alliberant tot l'excés d'energia.

Es pot demostrar que si a l'Univers passa això i es troba en un estat metaestable d'aquest estil amb una energia superior a la que tindria si s'hagués trencat la simetria, l'energia 'extra' tindria un efecte antigravitatori que se sumaria a l'efecte d'expansió que ja tenia.

La raó per la qual es fan aquestes suposicions és obtenir la solució a algun dels problemes que plantejava el model de Big Bang estàndard. L'any 1981, Alan Guth i Andrei Linde, intentant buscar diferents condicions inicials que portessin a un univers com el que observem actualment, van descriure el primer model inflacionari basat en un trencament de simetria en un univers 'sobrefredat'. Hi ha molts altres models inflacionaris, alguns d'ells basats en idees posteriors del mateix Linde en els que diferents valors d'un camp escalar⁴ en l'Univers primitiu porten a etapes inflacionàries. No entrarem ara en aquest tipus de models que tenen la seva base en la física de partícules, només cal conèixer que aquests porten a una època inflacionària igual com en els altres casos, i que per tant durant un temps molt curt (entre els 10^{-35} i els 10^{-32} segons) l'Univers es va expandir molt ràpidament degut a l'alliberació d'una gran quantitat d'energia. Una expansió d'aquest tipus té conseqüències molt importants en l'estat posterior de l'Univers. Vegem les més importants, és a dir, les que posteriorment ens serviran per explicar com és l'Univers que veiem actualment.

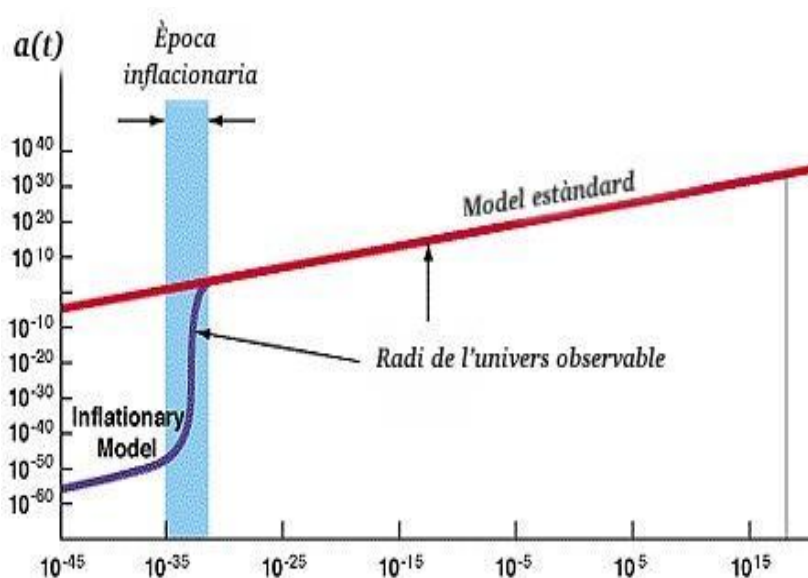


Fig. 4.17: Creixement exponencial del factor d'escala durant el període inflacionari. Un cop finalitzada la inflació el radi de l'Univers continua el creixement lineal.

Dilució del monopols.

Haviem argumentat amb anterioritat que en l'Univers primitiu es formarien defectes topològics, en particular monopols magnètics. Aquests defectes tindrien una massa molt gran (de l'ordre de 10^6 cops la del protó!) i haurien de ser observats actualment amb les mateixes abundàncies que els protons segons un model de Big Bang. Però no només no se n'ha observat cap sinó que en aquest model tindríem un Univers 15 vegades més dens del que observem. El problema dels monopols, però,

⁴ Un camp escalar representa una magnitud que en tot l'espai queda determinada per un únic valor a cada punt. És doncs un camp escalar la temperatura, però no la velocitat que a banda del seu valor absolut necessita una direcció per quedar completament determinada.

queda solucionat amb una expansió exponencial de l'espai-temps que dilueixi enormement tota la matèria i energia que conté. D'aquesta manera en el nostre Univers visible no tenim per què veure cap d'aquests monopols.

Homogeneïtat de l'Univers.

Recents resultats de l'anàlisi de la radiació còsmica de fons (veure apartat *Recombinació i radiació de fons de microones*) indiquen un Univers homogeni a escala de 10^{28} cm (mida de l'Univers visible). Per a veure com la inflació pot homogeneïtzar fins aquestes escales cal definir el radi de l'horitzó r_H .

L'horitzó és una esfera imaginària que creix linealment amb el temps segons la velocitat màxima a la que es pot transmetre informació (la velocitat de la llum c). Dintre d'aquest radi hi ha una connexió causal dels esdeveniments, per què la informació ha tingut temps d'anar d'un lloc a un altre. Fora, en canvi, no hi pot haver cap mena de connexió causa-efecte.

Quan comença la inflació, l'edat de l'Univers és $t = 10^{-35}$ s i per tant el radi de l'horitzó és de $r_H = 3 \cdot 10^{-25}$ cm. En aquest volum, molt més petit que un protó, hi va poder haver connexió causal i, per tant, sembla lògic esperar homogeneïtat a aquestes escales, però el que nosaltres observem és homogeneïtat a escales molt més grans (l'explicació es troba a l'apartat *Recombinació i radiació de fons de microones*). En el cas que es produeixi una etapa inflacionària, la petita bombolla d'univers connectada causalment augmentaria enormement de volum, típicament un factor 10^{50} (pot variar entre 10^{29} i 10^{100} segons el model però en tot cas els resultats són similars). Per altra banda el radi de l'horitzó creix només en un factor 10^3 proporcional al temps transcorregut entre els 10^{-35} i 10^{-32} segons que dura la inflació. Llavors, al final de la inflació, la mida de l'horitzó és només de 10^{-22} cm, mentre que la petita bombolla original arriba als 10^{24} cm, i tot el material que conté és homogeni perquè no és més que la abans petita bombolla amb connexió causal.

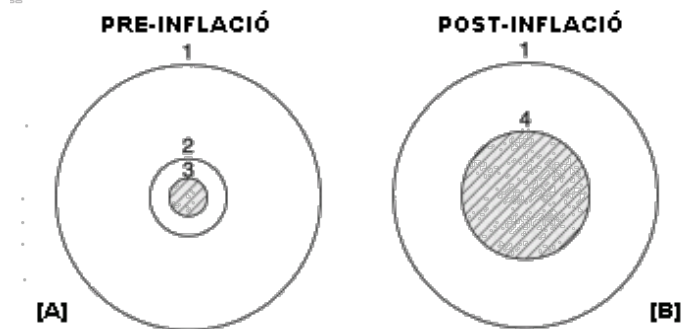


Fig. 4.18: *Univers abans i després de la inflació. En tots dos casos la circumferència 1 representa l'Univers observable avui en dia. En la figura (a) tenim en 2 l'horitzó causal a l'època de Planck i en 3 el volum ocupat per la matèria continguda en l'Univers observable actualment. Després de la inflació (b) tenim en 4 el volum ocupat per la matèria continguda en l'univers observable actualment ja dintre de la zona amb connexió causal.*

Després de la inflació la bombolla segueix creixent tal i com preveu el model de Big Bang, de manera que actualment la seva mida pot ser d'uns 10^{50} cm, és a dir, té un volum superior al de l'Univers visible (10^{28} cm). Així, quan mirem l'Univers el que realment estem veient és només una petita part d'aquest.

Fem ara el càlcul al revés. Agafem l'univers visible actualment, els 10^{28} cm, i mirem la seva mida al final de la inflació. Trobem 55 cm. Petit, no? Doncs anem encara més enrera en el temps i mirem abans de patir la inflació: 10^{-48} cm !! Estem en una part minúscula dintre de la ja petita bombolla de 10^{-25} cm connectada causalment i homogènia. D'aquesta manera regions que ara semblen desconnectades, poden tenir les mateixes propietats, perquè provenen d'un volum que abans de la inflació estava connectat.

Planura de l'Univers.

Actualment hi ha evidències observacionals de que vivim en un univers pla o quasi-pla, és a dir, sense curvatura. Però això no només vol dir que en l'actualitat l'Univers és pla, sinó que segons l'equació de Friedmann, el fet de tenir $k=0$ ara implica en el passat $k=0$, o com a mínim molt més proper a zero que en l'actualitat. Això requereix unes condicions inicials molt concretes que actualment no troben cap explicació si no s'aplica un model inflacionari.

Dintre d'aquest marc obtenim d'una manera natural un univers pla al nostre voltant. Imaginem el nostre Univers com un univers bidimensional que forma la goma d'un globus. Està molt poc inflat i si dibuixem un punt i tracem una circumferència d'uns dos centímetres aquesta notarà una curvatura molt marcada. Ara inflam aquest globus tot el que podem. Hi tenim el mateix punt amb la mateixa circumferència, però ara es veu molt poca curvatura. Això és el que passa en la inflació però molt més marcat: el nostre globus l'haurem pogut inflar un ordre de magnitud (sent generosos i tenint un bon globus i millor pulmons...), però l'Univers és va 'inflar' 10^{50} ordres de magnitud! Així el nostre petit trocet d'univers visible ha de ser estrictament pla a la nostra escala, tot i que per l'"inflador" de l'Univers hi hagi una curvatura...

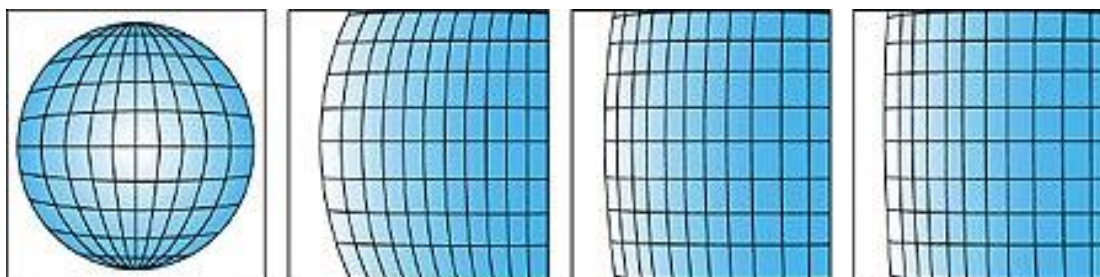


Figura 4.19: A mida que l'Univers va augmentant de volum la superfície que ens envolta ens sembla més plana. Per radis de curvatura molt grans podem dir que la curvatura queda esborrada a la nostra escala.

Formació d'estructura.

Tot i que aquest no és l'objectiu d'aquest apartat i encara que sembli contradictori un model inflacionari també explica la formació d'estructura. En el segon apartat s'ha argumentat com la inflació permet explicar la homogeneïtat a gran escala, però únicament amb homogeneïtat no hi hauria galàxies, ni planetes ni vida.

Les inhomogeneïtats a gran escala que observem actualment com a cúmuls i supercúmuls galàctics provenen d'efectes quàntics en l'Univers primordial. Segons la mecànica quàntica, el buit de l'espai està ple de petites fluctuacions quàntiques compatibles amb el *principi d'incertesa de Heisenberg*⁵. Aquestes fluctuacions podrien ser ones o ondulacions de camps físics, que compten amb totes les longituds d'ona possibles i es mouen en totes les direccions. No són directament observables ja que, un altre cop pel principi d'incertesa de Heisenberg, tenen vides molt curtes i són microscòpiques. Però l'Univers inflacionari expansionaria les ones ràpidament i començarien a notar la curvatura de l'univers. En aquest moment deixen de ser fluctuacions quàntiques i es comporten com a pous de potencial que 'atrapen' la matèria que hi ha al seu voltant.

Veurem tot això en més detall posteriorment, però és interessant veure que és gràcies a la inflació que les fluctuacions quàntiques originals es converteixen en fluctuacions permanents i causants de les agrupacions de matèria actuals.

4.2.5 Geometria de l'Univers

Fins ara s'ha estat parlant de planura i curvatura sense veure quins són els diferents casos que ens podem trobar. Des del punt de vista purament geomètric, trobem curvatures planes, obertes o tancades. Podem fer una analogia en dues dimensions amb un pla, una sella de muntar i una esfera tal i com es veu en el gràfic 4.20.

Cal tenir en compte que la nostra superfície serà tridimensional en comptes de bidimensional, però per tot el demés l'analogia és prou bona: dos feixos de llum paral·lels es mantenen així en un univers pla, se separen en un univers amb curvatura negativa i s'ajunten amb curvatura positiva. D'aquesta manera les distàncies que mesurem són diferents depenent de la curvatura perquè la llum ha de recórrer més o menys distància en l'espai.

⁵ Principi segons el qual parelles de magnituds com ara posició/velocitat i temps/energia no poden quedar totalment determinades. Com més precisió tingui la determinació d'una d'elles menys en tindrà l'altra, sent la constant que relaciona les incerteses en cada una d'elles \hbar (constant de Planck). La demostració d'aquest principi bàsic en la física quàntica per Werner Heisenberg el 1926, trenca amb un model d'univers completament determinista i obre les portes a noves concepcions filosòfiques necessàries per a poder entendre la naturalesa de l'univers.

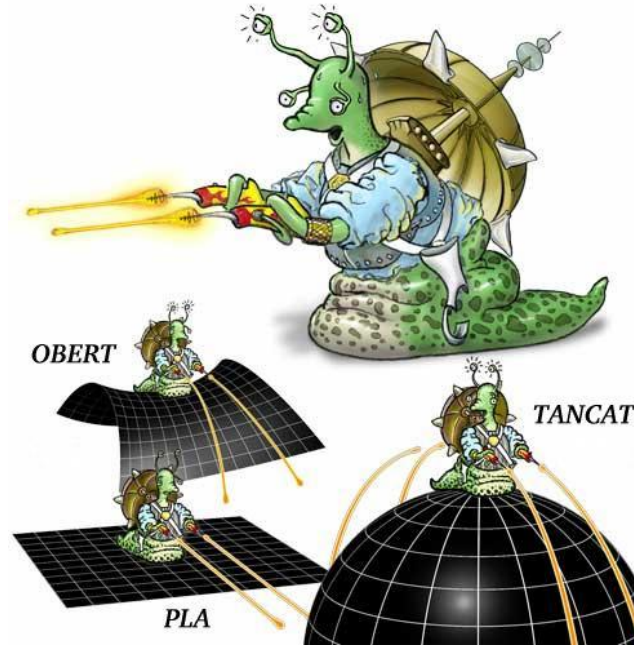


Fig. 4.20: Diferents tipus de curvatures. En un univers tancat dos feixos de llum inicialment paral·lels convergeixen, en un univers obert els feixos van divergint, mentre que en un univers pla els feixos segueixen línies rectes. És només en aquest cas on es recupera la geometria euclidiana per a les distàncies.

Ara introduïm una de les conclusions més importants de la relativitat general: la matèria determina la curvatura de l'espai-temps i aquesta dicta la dinàmica de la matèria. Això implica que cadascun dels casos de curvatura representa diferents opcions sobre la quantitat d'energia-matèria de l'Univers. Per veure-ho tornem a l'equació de Friedmann i dividim-la pel paràmetre de Hubble a l'instant actual:

$$\left(\frac{H}{H_0}\right)^2 = \frac{8\pi G}{3H_0^2}(\rho + \Lambda) - \frac{k}{H_0^2 a^2} \quad (4.15)$$

particularitzem tota l'equació pel moment actual t_0 i obtenim el que es coneix com a *regla de la suma*, la qual relaciona les diferents components d'energia en l'instant actual:

$$1 = \frac{8\pi G}{3H_0^2}(\rho_0 + \Lambda) - \frac{k}{H_0^2} \equiv \Omega_M + \Omega_\Lambda + \Omega_k \quad (4.16)$$

on s'han fet les definicions per a la densitat de matèria (Ω_M), de constant cosmològica (Ω_Λ) i de curvatura (Ω_k) en funció de la densitat crítica actual (ρ_c^0):

$$\Omega_M = \frac{\rho_M^0}{\rho_c^0}, \quad \Omega_\Lambda = \frac{\Lambda}{\rho_c^0}, \quad \Omega_k = \frac{-k}{H_0^2}; \quad \rho_c^0 = \frac{3H_0^2}{8\pi G}. \quad (4.17)$$

La densitat crítica és aquella que porta a un univers espacialment pla. En aquest cas el terme de curvatura desapareix de les equacions i com que la densitat és la crítica, $\rho = \rho_M + \Lambda = \rho_c$, la dinàmica de l'univers ens porta a una expansió marginal, és a dir, una expansió perpètua que tendeix a arribar a una velocitat nul·la en un temps infinit. Però aquest és un cas límit entre el que passa per a universos amb curvatura positiva i negativa. En el primer cas, tenim densitats majors a la crítica i l'univers serà tancat. Tot i que això es desprèn directament de les equacions, la seva interpretació és molt intuïtiva: tenim una gran quantitat de matèria que fa que els efectes gravitatoris vagin frenant l'expansió fins aturar-la i fer contreure l'espai-temps. Aquest cas es coneix com a *Big Crunch* perquè l'Univers acaba en una situació semblant a la que havia començat, tot l'espai-temps contret fins a mides minúscules i densitats enormes. En l'altre cas (curvatura negativa i densitat inferior a la crítica), en canvi, no hi ha prou matèria com per aconseguir aturar l'expansió, i aquesta continuarà indefinidament.

Així tenim dues maneres d'estudiar l'Univers, mesurar la seva curvatura global (no sembla massa fàcil...) o intentar determinar la densitat de matèria i això és el que farem una mica més endavant.

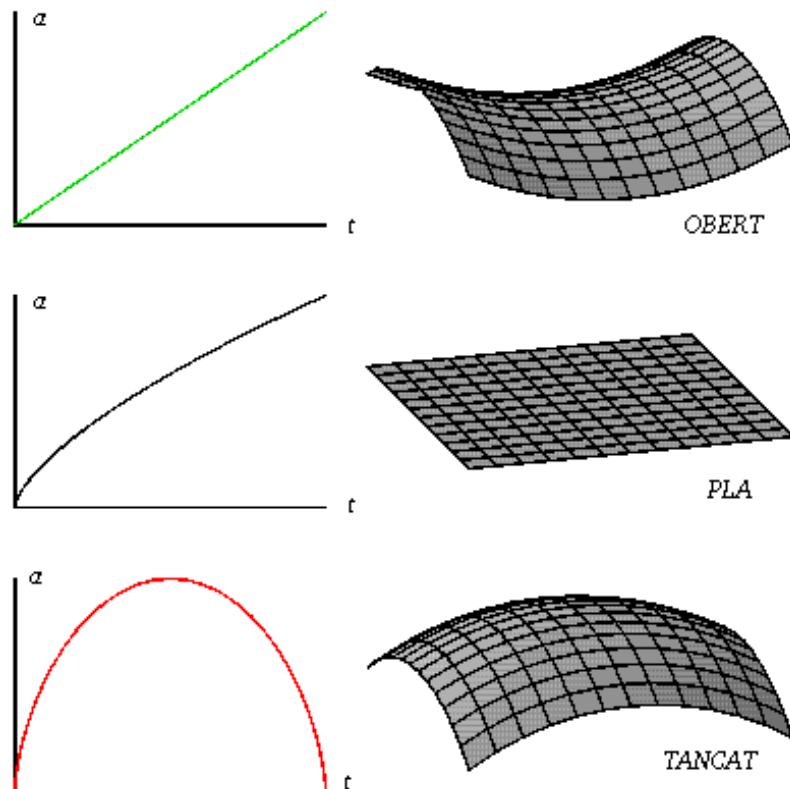


Fig. 4.21: Comportament del factor d'escala i per tant de la dinàmica de l'Univers segons la seva curvatura. Tenim doncs, expansió perpètua per a un univers obert, expansió marginal en un univers pla i contracció en un univers tancat.

4.2.6 Primeres partícules i nucleosíntesi primordial

La major part dels elements químics que observem a la actualitat no tenen un origen cosmològic, es formen per reaccions nuclears dintre dels estels. Però per tal i que es produeixin aquests elements cal partir d'uns ingredients bàsics. En un principi l'Univers contenia únicament quarks, antiquarks, i altres partícules característiques que es generen en els corresponents desacobraments de forces. Interaccions entre ells aniran formant els primers nuclis per a acabar obtenint els únics elements d'origen cosmològic: hidrogen, heli, liti i beril·li.

| | LEPTONS | | QUARKS | |
|-----------|-------------------|-------------------------------|--------|---------|
| Família 1 | Electró (e^-) | Neutrí electrònic (ν_e) | Up | Down |
| Família 2 | Muó (μ) | Neutrí muònic (ν_μ) | Charm | Strange |
| Família 3 | Tau (τ) | Neutrí tauònic (ν_τ) | Top | Bottom |

Taula. 4.1: Partícules elementals del model estàndard de partícules.

| FORCES | PARTÍCULA |
|------------------|---------------|
| Força | Gluó |
| Electromagnètica | Fotó |
| Dèbil | Bosó de galga |
| Gravetat | Gravitó |

Taula. 4.2: Partícules associades a les quatre forces de la natura. Una força actua quan es produeix un intercanvi d'aquestes partícules entre les partícules de la Taula 4.1.

Just després de la inflació, la gravetat comença a frenar l'expansió, la temperatura baixa fins als 10^{26} K i la densitat també disminueix, ara ja tenim densitats prou baixes com per a poder tenir tot Júpiter dins d'una pilota de futbol... En aquestes condicions els xocs entre matèria i antimatèria produeixen fotons que alhora es descomponen en parelles electró-positró.

L'expansió continua, i la temperatura i la densitat continuen baixant. Quan tenim temperatures tan baixes com 10^{14} K la sopa de quarks, fotons, electrons i neutrins comença a canviar. La força nuclear forta es deixa notar perquè ja pot guanyar a l'energia de les col·lisions que es produeixen. Això fa que d'ara en endavant (l'Univers té una edat de 10^{-6} s) cap procés tindrà prou energia com per a separar els quarks entre sí un cop s'han ajuntat, i queden lligats per sempre més formant el que s'anomenen hadrons⁶. Estem doncs, a l'era hadrònica que deixa pas a temperatures de 10^{12} K i una edat de 10^{-4} s a l'era leptònica. Els leptons són les partícules sensibles a la força nuclear dèbil que en aquests moments també s'han separat de la força unificada inicial.

⁶ Tot i que els coneguts del grup són els protons i els neutrons, existeix un gran nombre d'hadrons depenent de la combinació de quarks de la que estan formats.

Cal notar que a mida que l'Univers es va refredant, l'energia va disminuint, i les reaccions que es produeixen a energies superiors deixen de produir-se. Per això, el nombre de partícules d'energia (massa) superior queda estabilitzat i les que es poden desintegrar acaben decaient al membre més lleuger de la família. És per això que de tots el hadrons bàsicament veiem protons i neutrons, i dels leptons només electrons i tots els neutrins (muònics, tauònics i electrònics) que no poden desintegrar-se. Aquests últims, en no poder ser creats (durant l'era leptònica la temperatura ha baixat prou com per a què no es vegin involucrats en més reaccions) ni desintegrar-se, segueixen una evolució independent de la resta de la matèria a partir d'aquest moment. Es comporten com un gas ideal, que en expandir-se es va refredant, i actualment hauria d'haver arribat a una temperatura de 1.9 K. És una llàstima que la tecnologia actual no permeti estudiar el fons de radiació de neutrins degut a aquesta temperatura tan baixa, ja que del seu estudi podríem extreure conclusions sobre l'Univers als 0.0001 s de vida...

Deixem ja l'era leptònica per arribar a l'era radiativa on es produirà finalment la nucleosíntesi. Els ingredients de la sopa còsmica han passat a ser fotons, electrons i positrons amb una petita quantitat de protons i neutrons, creant-se, anihilant-se i interaccionant entre sí. Per altra banda tenim aquest gas de neutrins, però pel moment ja ens en podem oblidar, la seva evolució ja no afectarà les altres partícules. Doncs bé, quan la temperatura és de l'ordre de 10^{10} K arribem a l'energia de les parelles electró-positró. Aquesta reacció deixa de produir-se i els que trobem es desintegren per donar fotons. L'Univers queda dominat per un gas de fotons amb contribucions molt petites de protons, neutrons i electrons suficients per a iniciar la nucleosíntesi.

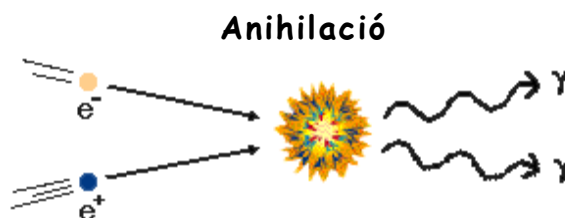


Fig. 4.22: Anihilació d'un electró i un positró per a convertir-se en dos fotons amb la mateixa energia total.

L'Univers té ara un segon d'edat! En menys temps del que es triga en llegir aquesta frase, a l'Univers li ha passat de tot... L'època que descrivim a continuació té ja una durada apreciable a la nostra escala, 3 minuts, però si tenim en compte que es sintetitzaran tots els elements primordials potser no és tant. La temperatura ha baixat un ordre de magnitud quan comença el procés en el que l'Univers es converteix en un gran reactor termonuclear on la fusió de protons i neutrons produeix nuclis d'elements lleugers. Aquestes reaccions ja es produïen amb anterioritat, però les energies eren massa grans com per a que els nuclis es mantinguessin lligats.

L'element més senzill que es forma per la fusió de protons i neutrons és el deuteri (^2H) que en té un de cada. Però aquest element està lligat molt feblement i col·lisions amb la gran quantitat de fotons energètics que hi ha el trenquen fàcilment. Quan la temperatura baixa els fotons són menys energètics i el deuteri pot sobreviure prou temps

com per a què se li afegeixi un protó i es creï triti (^3H) i després heli-3 (^3He) per desintegració d'un protó en neutró. Finalment s'aconsegueix formar heli-4 (^4He), aquest sí, un nucli molt estable.

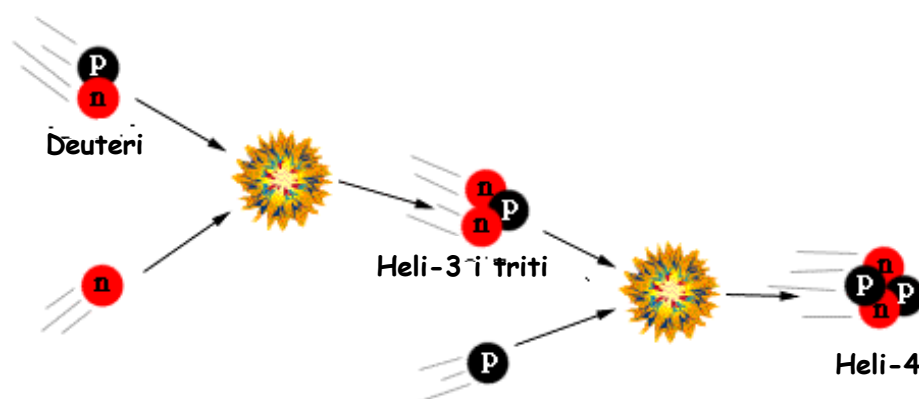


Fig. 4.23: Un dels canals per a la formació dels elements més lleugers de l'Univers. Tant el pas intermig per l'heli-3 com pel triti acaben produint Heli-4.

Degut a l'absència de nuclis estables de massa 5 i 8, l' ^4He no es pot anihilar ràpidament, i només una part molt petita d'aquest es transforma en liti-7 (^7Li) i posteriorment en beril·li-7 (^7Be). El següent coll d'ampolla al nombre màssic 8 ja no pot ser superat perquè les densitats a l'Univers són massa baixes i l'energia insuficient, és a dir, la nucleosíntesi del Big Bang només pot generar un mínim d'elements lleugers, la resta han de ser explicats a la nucleosíntesi estel·lar cosa que, per cert, s'aconsegueix amb força èxit.

Tot i aquest petit nombre d'elements, les seves abundàncies representen un test molt important al model de Big Bang. Depenen únicament de la densitat mitja de barions i, en ser contrastades amb les abundàncies observades, permeten donar consistència al model. El principal problema és la mesura d'aquestes abundàncies primordials, ja que des de la seva síntesi han variat apreciablement. Per posar un exemple, el deuteri és un element molt fràgil que s'ha anat destruint per diferents processos astrofísics. En canvi, l' ^4He ha augmentat molt perquè es produeix en els interiors estel·lars com a conseqüència de la combustió de l'hidrogen. Tot i això, es mesuren abundàncies en objectes que presumiblement no s'han vist massa contaminats i, d'aquesta manera, es pot posar com a mínim una cota als seus valors. Això és el que s'observa a la figura 4.24, on les corbes representen les abundàncies teòriques en funció de la densitat de barions. Per altra banda els rectangles són les dades observacionals de les que es disposa i la franja vertical el punt on totes les dades coincideixen amb la teoria. A banda de ser una primera confirmació del model de Big Bang, aquests resultats determinen la densitat bariònica de l'Univers com únicament una petita fracció de la densitat crítica, aquella necessària per a obtenir un univers pla o quasi-pla tal i com semblen indicar altres observacions. Trobem aquí la primera indicació que l'Univers no està únicament format per matèria ordinària, cosa que implica la necessitat de l'existència d'algun tipus de matèria o energia fosca, és a dir, no visible per nosaltres.

Aquesta, però, no n'és l'única indicació, n'anirem trobant més a mida que avancem.

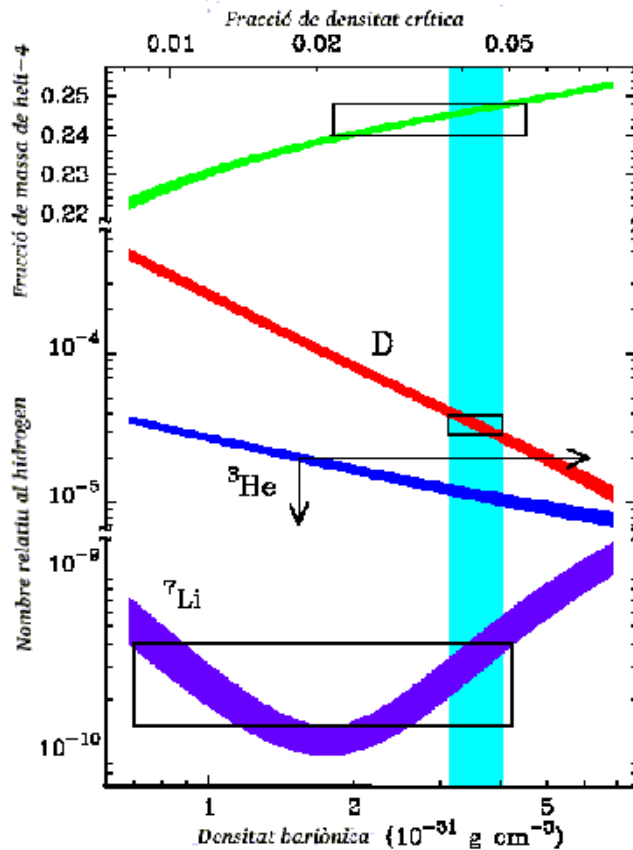


Fig.4.24: Fracció de massa dels elements primordials en funció de la densitat de matèria ordinària o barionica de l'Univers. Les corbes representen els valors teòrics mentre que els rectangles són els resultats experimentals. Teoria i observacions coincideixen en la franja vertical.

4.2.7 Recombinació i radiació de fons de microones

Han passat ja els primers tres minuts de l'Univers i el reactor nuclear s'apaga. S'ha completat la nucleosíntesi i la temperatura segueix baixant en un univers en expansió format per un gas de fotons, electrons, protons i alguns nuclis lleugers. Aquesta tremenda activitat es calma, i aquest estat dura fins que l'Univers arriba als 300000 anys amb una temperatura de només 3000 K.

Durant tot aquest temps l'Univers ha estat opac i per tant no podem observar res d'aquesta època directament. És exactament el mateix que passa en el Sol, on a l'interior es produeixen una gran quantitat de reaccions però els fotons que es produeixen estan involucrats en les reaccions, van xocant amb la resta d'elements i no poden sortir del Sol per arribar fins a nosaltres (el que veiem nosaltres són fotons provinents de la fotosfera, és a dir, de la part més externa). De la mateixa manera, els

telescopis no poden veure llum d'esdeveniments anteriors als 300000 anys simplement perquè l'Univers era opac i no deixava escapar la radiació. Però en aquest moment es produeix el que s'anomena recombinació i l'Univers es fa transparent.

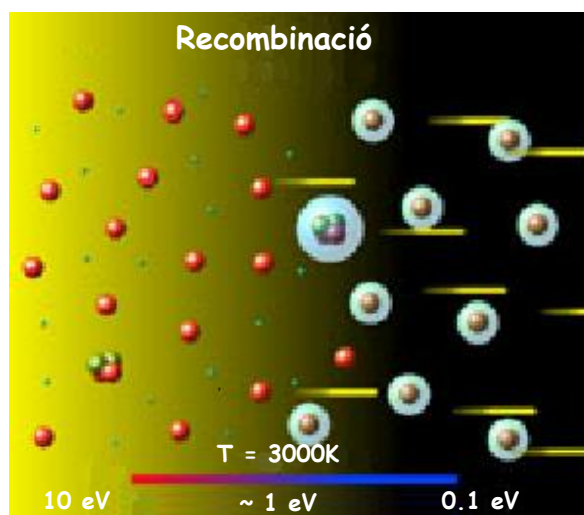


Figura 4.25: Instant en què en unir-se els electrons amb els nuclis per a formar àtoms els fotons deixen d'interactuar amb la matèria i segueixen el seu camí lliurement. És el que s'anomena recombinació o desacoblament.

Quan la temperatura és de 3000 K (temperatura corresponent a l'energia d'ionització de l'hidrogen), els electrons s'uneixen als nuclis i es formen àtoms. Això és el que s'anomena recombinació, tot i que abans no havien estat mai 'combinats'. A més, els fotons ja no tenen prou energia com per a trencar els àtoms, deixen d'interactuar amb la matèria i segueixen la seva evolució lliurement. Ara ja es poden escapar de les interaccions i es deixen veure. Estem en un cas similar al que els havia passat als neutrins, però ja podem avançar que els astrònoms han tingut més sort aquest cop!

Aquest tipus de radiació és característica de qualsevol sistema de partícules subatòmiques que col·lisionen degut a les elevades temperatures (radiació tèrmica o de cos negre), però actualment només es pot donar de manera aïllada. En canvi, la radiació còsmica de fons omple tot l'espai, i això hauria de ser un tret distintiu a l'hora de detectar-la. La seva existència va ser predita l'any 1948 per Ralph Alpher i Robert Herman juntament amb George Gamow. Ells van establir que tot l'espai havia d'estar banyat per una radiació corresponent a un cos negre a una temperatura d'uns 6 K. Però a aquesta temperatura el màxim d'intensitat s'havia de donar en la banda ràdio de l'espectre i per aquella època la radioastronomia estava molt poc desenvolupada. De totes maneres s'obria la porta a la contrastació d'una hipòtesi cosmològica, un fet no gaire habitual a l'època...

Per altra banda, Arno Penzias i Robert Wilson, provant una antena van detectar un soroll de fons que no podien eliminar de cap manera i que trobaven en qualsevol direcció en què apuntessin. Això passava l'any 1965, molts anys després de la predicció de l'existència de la radiació còsmica de fons, i no es recordava ja la hipòtesi de Gamow.

Però tot i així Bernard Burke va posar en contacte Penzias i Wilson amb un grup de cosmòlegs de Princeton: havien trobat la radiació fòssil del Big Bang. Si bé aquest resultat no verifica el model de Big Bang completament sí estableix la necessitat d'un Univers primitiu molt dens i calent necessari per a poder produir una radiació d'aquest estil.

Des d'aquest moment es dedicarien molts treballs d'observació al seu estudi i, de fet, actualment hi ha diversos projectes en marxa i en preparació dedicats a aquest fi.

L'any 1989 es va llençar el COBE (*COsmic Background Explorer*) i va obtenir entre altres dades, la corba d'intensitat d'aquesta radiació en funció de la freqüència d'observació. Aquesta corba està representada en el gràfic 4.26. Els quadres representen la mesura amb el seu error, mentre que la línia contínua mostra la corba teòrica corresponent a l'emissió d'una substància isoterma a 2.73 K. La concordança entre ambdues és espectacular i mesures posteriors ho confirmen.

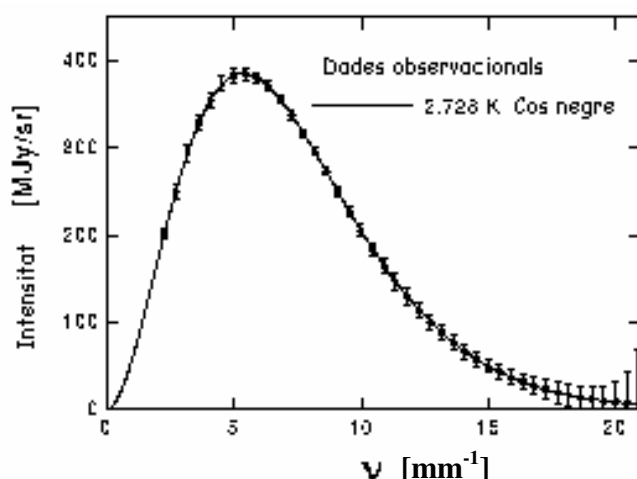


Fig. 4.26: Espectre de la radiació de fons de microones. Els punts representen les dades observacionals, mentre que la línia contínua és l'espectre teòric d'un cos negre a 2.728 K.

Aquest cos isoterm, a més, està distribuït uniformement per tot el cosmos i, tenint en compte que els objectes astrofísics actuals no tenen una temperatura única tan ben determinada, la radiació no pot venir de galàxies, estels o medi interestel·lar. Es tracta dels fotons que van iniciar el seu camí sense interaccions durant la recombinació i que han anat disminuint la seva energia (refredant-se des dels 3000 K fins als 2.73 K) degut únicament a l'expansió de l'Univers.

Però l'estudi de la radiació còsmica de fons permet extreure altres conclusions sobre l'Univers primitiu i l'Univers a gran escala. Fixem una freqüència d'observació i mirem la temperatura de la radiació a cada punt de l'espai. El resultat es dona a la figura 4.27 en forma d'una el·lipse de la volta celest estesa en un pla. En tots tres casos les zones vermelles representen zones més calentes que la mitjana, mentre que les blaves corresponen a les zones més fredes.

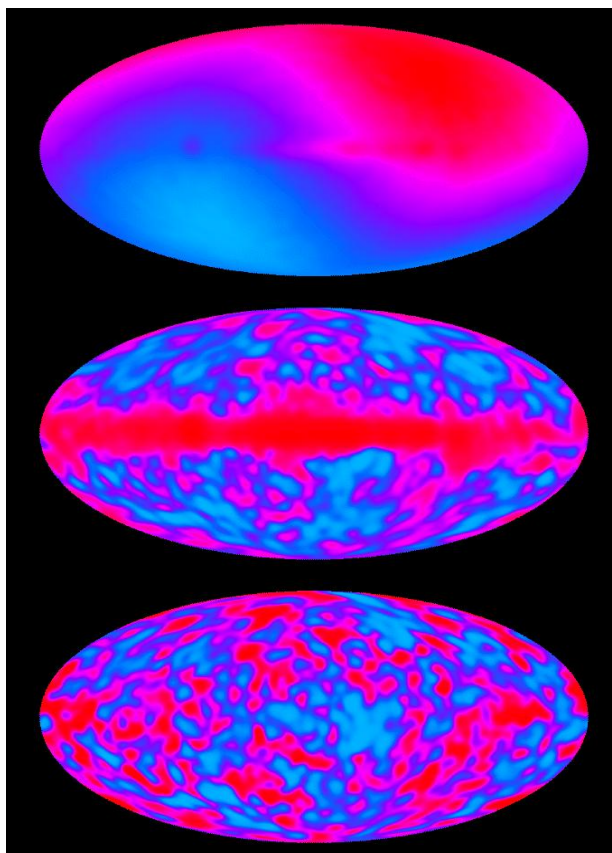


Fig. 4.27: Resultat de les observacions del satèl·lit COBE l'any 1991

La primera imatge mostra una anisotropia dipolar, que no és res més que el nostre moviment en l'espai. Nosaltres ens movem a l'entorn del sistema solar, i aquest rota amb la Galàxia. De fet, aquesta estructura dipolar amb diferències de l'ordre de la mil·lèsima de Kelvin en la temperatura, representa tots els moviments que realitzem respecte al fons de radiació⁷ i, a partir de la seva mesura per efecte Doppler, es determina que el nostre moviment global respecte el fluid còsmic és de 620 km/s en la direcció de les constel·lacions d'Hidra i Centaure.

Un cop identificada la font d'anisotropia dipolar la podem restar al mapa de temperatura per a obtenir la segona figura. Apareixen petites anisotropies prop dels pols i una franja horitzontal a una temperatura més elevada. Es tracta del disc de la Via Làctia. No podem evitar fer les mesures dintre de la nostra galàxia, i en les nostres dades apareixerà radiació provinent dels objectes del disc bàsicament. Però nosaltres coneixem la Galàxia i com és la distribució de pols causant de la major part de la radiació en longitud mil·limètriques. És, per tant, una altra contribució que podem restar de les dades observacionals. Ara sí, ens quedem amb el tercer gràfic de la figura 4.27 com a descripció de la radiació còsmica de fons. En ella s'observen petites fluctuacions de temperatura de l'ordre de 10^{-5} .

⁷ Recordem que no existeixen velocitats absolutes i qualsevol velocitat que determinem és respecte un sistema de referència determinat (principi de relativitat).

És a dir, bàsicament observem una radiació a una temperatura de 2.73 K en qualsevol direcció a la què mirem. Això, en certa manera, justifica el principi cosmològic segons el qual l'Univers és homogeni i isòtrop a gran escala. Per altra banda, apareixen petites fluctuacions de temperatura repartides per tot l'espai que són conseqüència d'irregularitats de massa que, en crear petites variacions de densitat, repercuteixen en la temperatura. Les irregularitats que mostra el COBE tenen una gran mida angular (perquè la seva resolució només ho permetia així) i corresponen a les llavors dels actuals cúmuls de galàxies. Posteriors resultats del satèl·lit WMAP (*Wilkinson Microwave Anisotropy Probe*), amb una resolució angular major, han confirmat els resultats.

Fins ara hem vist que podem obtenir informació sobre la homogeneïtat i isotropia de l'Univers i sobre els inicis de la formació d'estructura, però l'espectre de la radiació còsmica de fons també permet estudiar la geometria de l'Univers. La idea es basa en el fet que la radiació prové d'una superfície esfèrica (on es produeix la recombinació) de la que coneixem la distància que ens hi separa (el temps que ha passat des de la recombinació per la velocitat de la llum). D'aquesta manera si podem distingir una distància sobre aquesta superfície i mesurem la seva mida angular, determinem la geometria de l'espai. Com a distància podem utilitzar la mida de l'horitzó a l'època de la recombinació ($\sim 1^\circ$), ja que dintre d'aquesta superfície es poden veure els efectes amb connexió causal d'aquell moment i per tant hi hauria d'haver petites fluctuacions. La resolució angular ha de ser relativament elevada per a poder distingir zones d'un grau i, per a aconseguir aquesta resolució, els experiments es realitzen amb globus que es llença des de terra. Això és el que va fer per exemple l'experiment BOOMERANG (*Balloon Observations Of Millimetric Extragalactic Radiation ANd Geophysics*) fins arribar a la conclusió que vivim en un univers pla o quasi-pla (figura 4.28):

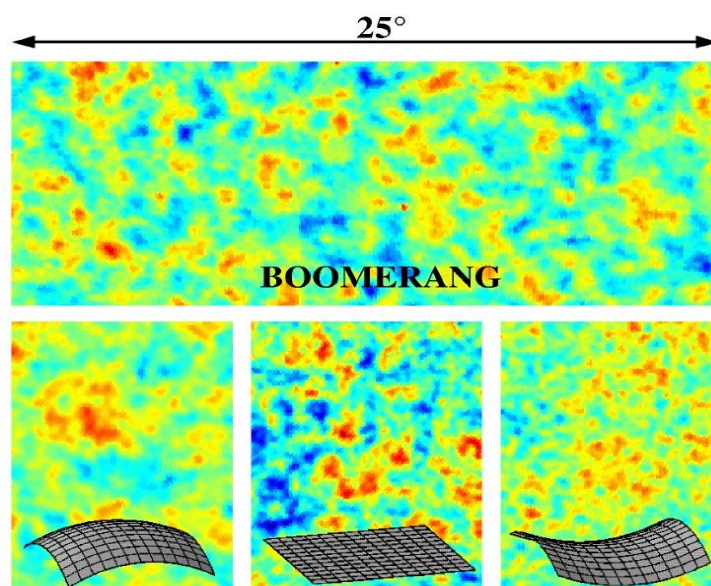


Fig. 4. 28: Fluctuacions observades per BOOMERANG en una finestra de 25° (a dalt) i comparació amb el que s'hauria d'observar per les diferents possibles curvatures de l'Univers (a baix). Tot sembla indicar que les observacions afavoreixen un Univers pla o quasi-pla.

Així doncs, l'estudi de la radiació còsmica de fons s'ajusta a un model de Big Bang que va patir una etapa inflacionaria, i s'ha convertit en un dels pilars més importants que sustenten el model.

4.2.8 Matèria fosca i formació d'estructura

Tal i com s'ha comentat anteriorment, una manera d'estudiar el comportament de l'Univers és determinant la quantitat de matèria que conté. D'aquesta manera ens queda determinada la geometria i, per tant, podem conèixer l'evolució dinàmica de l'Univers.

La primera manera que a un se li pot acudir per a determinar la quantitat de matèria de l'Univers, és mirar la seva densitat al nostre entorn. Com que des del principi estem considerant un Univers homogeni, el seu valor serà representatiu, com a mínim de la bombolla en què vivim.

Doncs bé, fent càlculs d'aquest estil s'observen incongruències amb la densitat de matèria observada i els efectes gravitatoris que crea. Ja als anys 30, l'astrònom Jan Hendrik Oort va calcular la massa que hauria de tenir el disc de la Via Làctia per a mantenir gravitatòriament lligats els estels de la perifèria de la Galàxia, i després va estimar la massa real d'aquests estels interiors. Segons els seus càlculs li faltava el 50% de la massa. Però, per la mateixa època, Fritz Zwicky va fer observacions similars en cúmuls de galàxies i va trobar discrepàncies encara majors.

Una mica més tard, al 1960, es mesurarien diverses corbes de rotació galàctiques i s'accentuaria la necessitat de l'existència d'algun tipus de matèria no lluminosa. Una corba de rotació típica està representada a la figura 4.21.

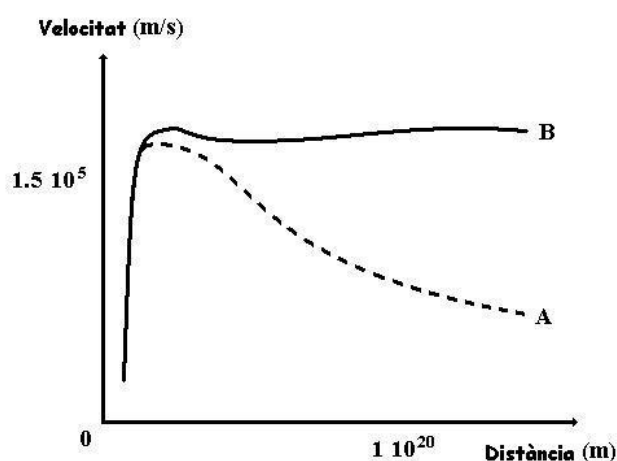


Fig. 4.29: Corba de rotació per a una galàxia. La línia puntejada A representa la corba esperada per tota la matèria lluminosa observada a la Galàxia segons la llei de Kepler, mentre que la línia contínua B és l'obtinguda a partir de les observacions.

En ella s'indica la velocitat a la que es mouen els objectes d'una galàxia respecte al seu centre. El que seria d'esperar pels objectes lluny del centre galàctic, seria velocitats cada cop més petites seguint una potència $r^{-1/2}$, tal i com indica la llei de Newton (per aquestes velocitats no és necessària la Relativitat General) però, en canvi, veiem que a mida que ens allunyem del centre les velocitats dels objectes es mantenen constants... Si fem cas a Newton, això vol dir que hi ha una gran quantitat de matèria que no veiem, però que té efectes gravitatòris importants.

Un dels primers candidats a aquesta matèria fosca van ser els MACHOs (*MASSive Compact Halo Objects*). Es tracta d'objectes molt massius que, segons el que hem vist al primer apartat, haurien de corbar l'espai-temps i, per tant, la llum d'objectes situats darrera seu patiria desviacions observables (aquest fenomen s'anomena de lent gravitatòria). A més, si tenim en compte que la meitat dels objectes estel·lars formen sistemes dobles, hauríem de poder detectar-los per un company orbitant al seu entorn. Tot i que aquests dos mètodes han permès detectar MACHOs, el seu nombre no és, ni de bon tros, el necessari per a justificar les corbes de rotació observades.

Altres candidats provenen de teories de la física de partícules. En aquest cas ja no seria matèria ordinària, que simplement no emet perquè està massa freda, sinó una sèrie de partícules subatòmiques, moltes de les quals encara no han estat observades però que apareixen naturalment en diferents models teòrics. Els que ens interessin com a matèria fosca són els anomenats WIMPs (*Weakly Interacting Massive Particles*), partícules que tot i ser molt massives no interactuarien amb la llum. Per altra banda també tenim partícules com ara els *neutrins*, que tampoc interaccionen gairebé amb els fotons però que es mouen a velocitats relativistes. Aquestes partícules han d'estar banyant l'Univers tal i com ho fan els fotons (veure apartat *Primeres partícules i nucleosíntesi primordial*) i, si tenen massa, poden tenir una contribució apreciable. La seva massa, però, en cas de ser diferent de zero, seria molt petita i això fa que es moguin a velocitats properes a la de la llum. A totes les partícules amb velocitats relativistes se les anomena *matèria fosca calenta*. En contraposició trobem la *matèria fosca freda*, és a dir, partícules més massives amb velocitat newtoniana com ara els neutralinos, unes partícules més exòtiques que apareixen en extensions supersimètriques al model estàndard de partícules.

La naturalesa de la matèria fosca és important no només per saber de què està format l'Univers sinó també per a poder determinar com es va formar l'estructura a gran escala que veiem actualment. Hem vist que un episodi inflacionari a l'Univers primitiu aconseguia amplificar i congelar les fluctuacions quàntiques de densitat. Ara cal veure com aquestes creixen en els diferents escenaris corresponents a un univers amb matèria bariònica i matèria fosca calenta, o bé matèria bariònica i matèria fosca freda.

En el primer cas, les partícules relativistes com ara neutrins, tendeixen a suavitzar les fluctuacions a petita escala de densitat a mida que recorren l'Univers, i només deixen les fluctuacions a gran escala. D'aquesta manera l'estructura s'aniria formant com a fragmentació d'uns grans objectes inicials, passant per supercúmuls, cúmuls de galàxies i finalment galàxies. Aquest escenari s'anomena *top-down*, perquè es comença per les estructures més grans i es va baixant. Per contra, si el que tenim és matèria fosca freda l'escenari és *bottom-up*, perquè en moure's les partícules lentament no tenen

temps d'esborrar les fluctuacions a petita escala i es comencen formant objectes de mides similars a les actuals galàxies nanes per acabar aquestes agrupant-se formant cúmuls i supercúmuls.

Numèricament es pot calcular com haurien de ser les estructures actualment per aquestes dues possibles evolucions i obtenim que, per tal de reproduir l'aparença actual de l'Univers a gran escala (figura 4.30), cal un Univers dominat per matèria fosca freda. Aquests resultats es poden veure a les simulacions mostrades a sota de cadascun dels dos models de formació:

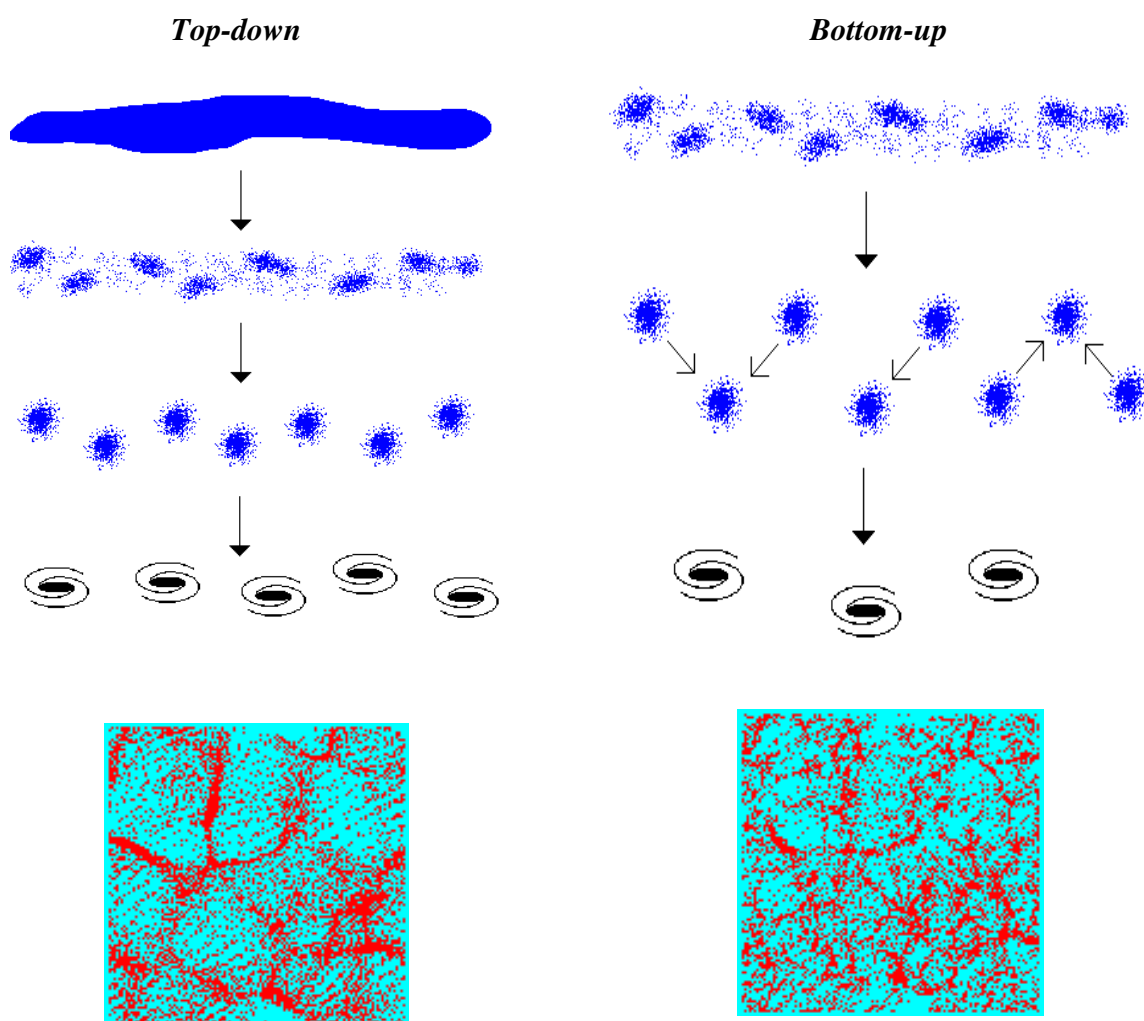


Fig. 4.30: Models de formació d'estructura pels models top-down amb matèria fosca calenta (esquerra) o bottom-up amb matèria fosca freda (dreta). A la part inferior es poden veure les simulacions numèriques fetes en cadascun dels casos per a l'instant actual.

Un Univers amb matèria fosca calenta no únicament dóna estructures actuals diferents a les observades, sinó que també forma galàxies després del que sabem que es van formar.

Tot i que són els models amb matèria fosca freda els que millor reproduïxen les observacions, sabem que, per exemple, els neutrins realment existeixen i, a més, tot sembla indicar que, tot i petita, tenen massa. És per això que molts dels models actuals barregen els dos tipus de matèria fosca. A més, per tal d'acabar de fer coincidir teoria i observacions s'hi afegeix un quart ingredient: l'energia fosca. Com veurem a continuació, l'anàlisi de les dades de supernoves del tipus Ia sembla indicar també la presència del que s'anomena energia fosca, sent un dels principals candidats la ja presentada constant cosmològica.

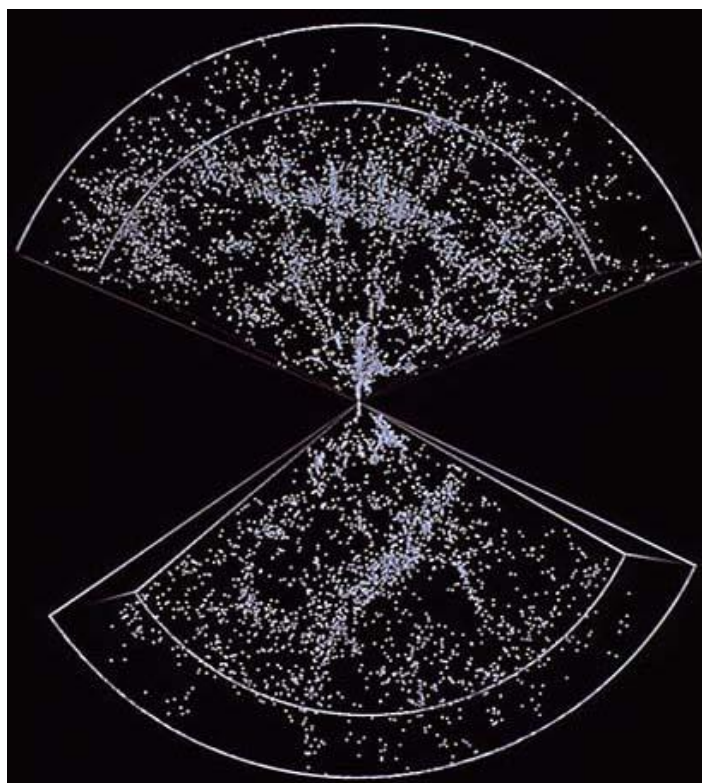


Fig. 4.31: Distribució tridimensional de l'estructura a gran escala observada. Les regions en el pla horitzontal no són observades degut a l'absorció del disc de la Via Làctea.

4.2.9 Energia fosca

Les supernoves Ia es produeixen degut a una explosió d'una nana blanca de carboni i oxigen quan una altra estrella companya en un sistema binari li acreta més matèria de la que pot suportar. Com que una nana blanca no pot suportar més de $1.4M_{\odot}$ totes les explosions es produeixen d'una manera similar i en totes elles s'arriba a una mateixa lluminositat màxima en l'explosió. Un objecte d'aquest estil s'anomena candela estàndard, per que a qualsevol distància emet el mateix i, per tant, segons la intensitat que nosaltres rebem podem determinar a quina distància es troba. Com que aquesta

distància depèn de la curvatura de l'univers tenim una nova manera de determinar els paràmetres cosmològics.

Utilitzant la cinquantena de supernoves que es tenien a final de segle es va determinar, amb un alt grau de confiança, el fet que l'Univers està actualment en expansió... accelerada, tot i que no fa massa encara es trobava en desacceleració. Si pensem en el Big Bang com una explosió, l'ímpetu del principi havia de ser molt gran, però a mesura que passa el temps els efectes gravitatoris s'haurien de fer evidents i l'expansió desaccelerar-se. Per tal que l'expansió s'estigui accelerant actualment cal que existeixi una altra força que compensi la gravitatòria, però això és el que ja havia introduït Einstein per a obtenir un univers estàtic! L'única diferència en aquest cas és que no necessitem que compensi exactament la força gravitatòria sinó que la superi i domini en l'instant actual.

Per aquesta raó la constant cosmològica s'ha afegit al model cosmològic estàndard, tot i que presenta problemes a l'hora d'interpretar-la físicament. Einstein l'havia introduït a les seves equacions simplement com un terme matemàtic més que respectava totes les condicions que demanava, però no va ser fins alguns anys després quan se li va donar la interpretació d'*energia de buit quàntic*. El buit quàntic realment no s'assembla en res al que tenim en ment. Contínuament s'hi produeixen parelles de partícula-antipartícula durant un temps prou curt com per a no violar el principi d'incertesa de Heisenberg, és a dir, el buit té una certa energia que hauríem de poder determinar a partir del model estàndard de partícules. Doncs bé, si fem això obtenim una discrepància entre el seu valor i el que ens dóna l'anàlisi de supernoves de 120 ordres de magnitud!

Un cop arribem aquí ens trobem amb un dels problemes més importants: o bé la física de partícules està equivocada o el que veiem observacionalment no és aquesta constant cosmològica. Pel que respecta al model estàndard de partícules, reproduïx i prediu amb gran precisió totes les dades de les partícules observades però, tot i que afegim extensions al model, no aconseguim baixar la discrepància a més de 55 ordres de magnitud... Per altra banda, podríem no estar veient la constant cosmològica sinó algun altre efecte. L'alternativa més estudiada fins ara són els models de quintaessència. La idea és similar a la que produïa la inflació, de fet el que tenim és com llavors una acceleració de l'expansió més suau però del mateix estil. Evidentment, ens trobem amb el mateix problema que trobàvem llavors, ho hem d'introduir a mà sense cap altra justificació física que no sigui la concordança de la teoria amb les observacions.

En aquest punt també entren en joc teories més estranyes com ara universos de 11 dimensions 7 de les quals en estar compactificades no són visibles (Teoria-M), universos membrana on el nostre univers 4-dimensional estaria situat a les 'parets' d'un de 5 dimensions, multiuniversos sent el nostre només un de les moltíssimes possibilitats que es crearien... Bé, una gran quantitat de possibilitats que d'una manera o d'una altra justifiquen una acceleració actual, però que, en la major part dels casos, passen a ser un problema filosòfic no contrastable experimentalment.

Sigui quina sigui aquesta energia fosca té un paper molt important a l'univers actual ja que en determina la geometria i el seu comportament i destí.

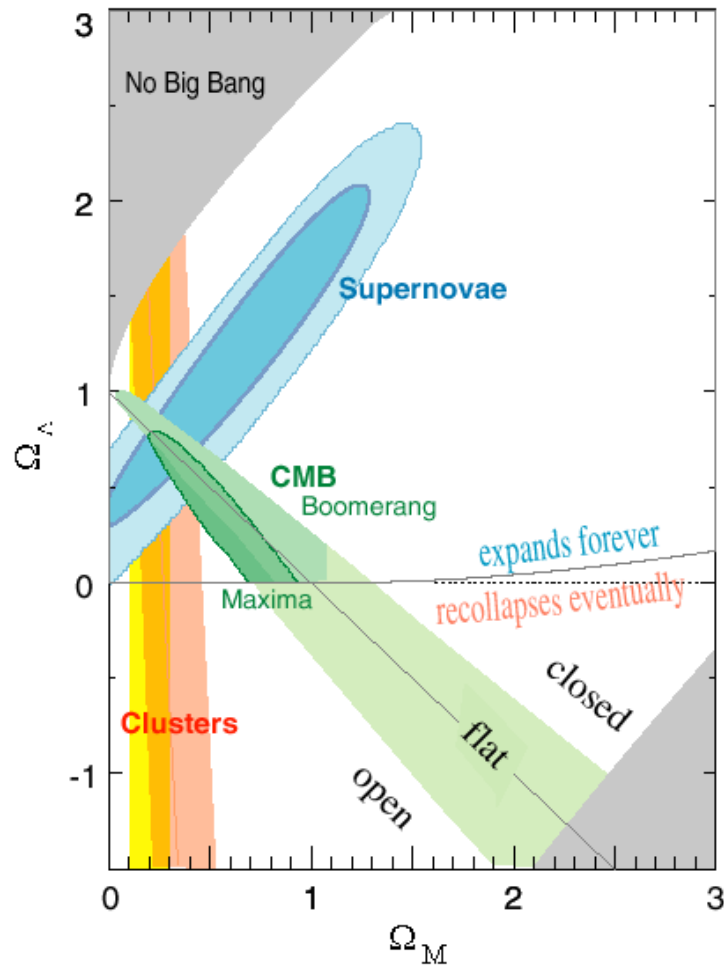


Figura 4.32: Regions de confiança pels paràmetres cosmològics de densitat de matèria (Ω_M) i de constant cosmològica (Ω_Λ) per als resultats de la radiació còsmica de fons, supernoves del tipus Ia i recompte de matèria en cúmuls. La conjunció dels tres resultats indica un univers pla amb $\Omega_M=0.3$ i $\Omega_\Lambda=0.7$.

Si considerem els resultats obtinguts de l'anàlisi de les dades de la radiació còsmica de fons que ens porten a un univers pla, els resultats de les supernoves indiquen un univers format en un 30% pel conjunt de matèria ordinària i fosca i en un 70% per energia fosca. És a dir, com que menys d'un 5% correspon a matèria bariònica, no coneixem el 95% de l'univers en què vivim!

La cosmologia moderna es basa en un model estàndard de Big Bang coherent i que explica raonablement bé totes les observacions que tenim, però que alhora fa necessària l'existència d'una gran quantitat de matèria i energia que no coneixem. Haurem, doncs, d'esperar encara alguns anys per a saber si noves observacions ajuden a continuar completant el trencaclosques que és l'actual model de Big Bang o si bé cal abandonar-lo i seguir una concepció d'Univers totalment diferent a l'actual. Però per a això segurament caldrà esperar algun temps...

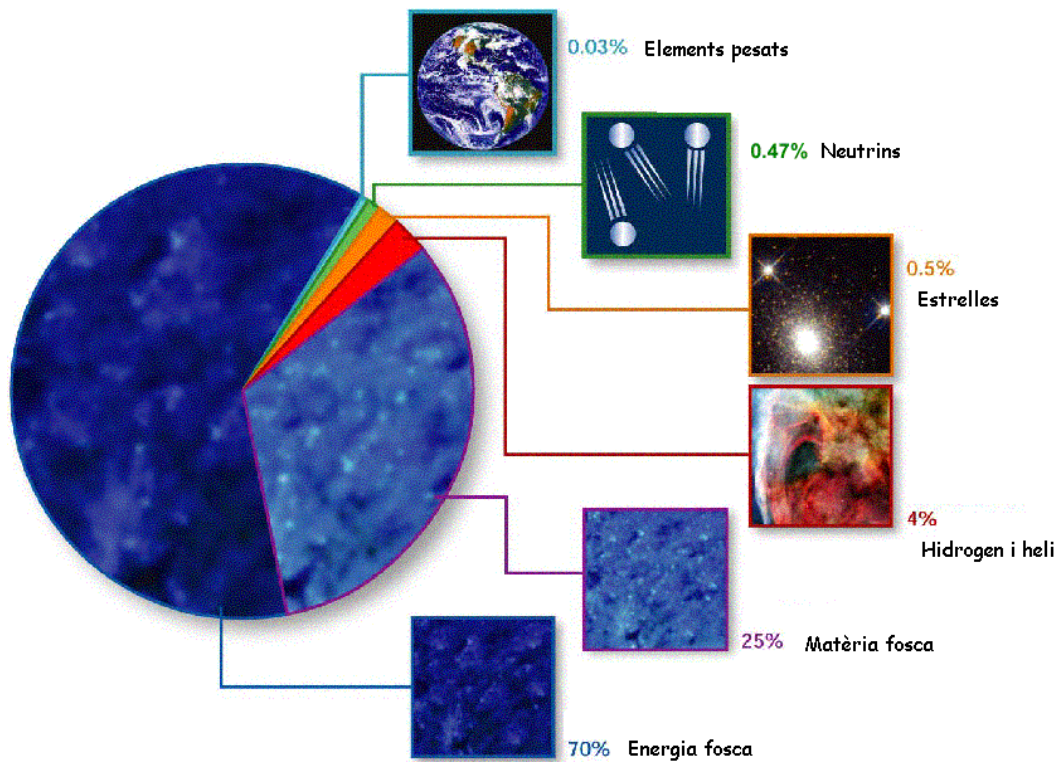


Fig. 4.33: Percentatge de les diferents formes de matèria i energia que componen l'Univers. De l'ordre del 95% de les components ens són completament desconegudes!

