

Big Bang og inflation

Af Michael Cramer Andersen, Christianshavns Gymnasium og John Rosendal Nielsen, Aurehøj Gymnasium

I denne artikel vil vi give en introduktion til nogle af de væsentligste træk ved kosmologiens standardmodel – *Big Bang-teorien*. Teorien beskriver egentlig kun Universets geometri og dynamik, men sammen med kvantefysikken kan stoffets strukturer forklares på mange skalaer. For at få alt til at passe, må man dog medregne en hypotetisk udvidelse i det tidlige univers, kaldet *inflationen*. Big Bang-teorien kan imidlertid ikke forklare selve begyndelsen.

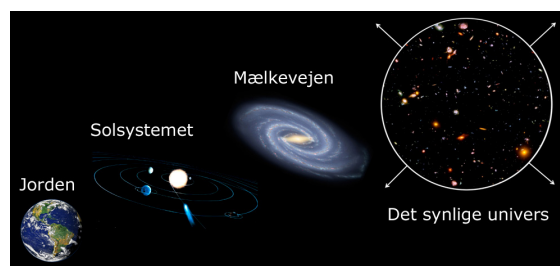
En teori for hele Universet

I fysik defineres *Universet*, som alt hvad der kan iagttages, dvs. alt hvad der findes af stof, energi og kræfter samt rum og tid. Den disciplin som beskriver Universet kaldes *kosmologi*, der betyder “læren om verdensaltet, dets oprindelse, udvikling og struktur”.

På Universets store skalaer er det tyngdekraften der er dominerende. Grundlaget for moderne kosmologi er derfor Einsteins almene relativitetsteori, som er den mest præcise teori for tyngdekraften. For at beskrive mindre strukturer i Universet må man yderligere benytte kvanteteorierne for elementarpartikler, atomkerner og atomer, samt astrofysikken, der beskriver stjerner. Dertil kommer naturligvis astronomiske observationer af objekter udenfor Solsystemet og Mælkevejen. Nogle væsentlige træk ved Universet er samlet i boksen.

Væsentlige træk ved Universet

- **Universets størrelse og centrum.** Universet er begrebsmæssigt blevet større og større og centrum er fjernet fra Jorden (figur 1). Det synlige univers består af ca. 100 mia. galakser som er meget jævnt fordelt.
- **Universets stof og energi.** Det er de samme grundstoffer og elementarpartikler som findes på Jorden og i resten af Universet. Hovedparten består af brint og helium, som også dominerer stjernernes fusionsprocesser. Dertil kommer mørkt stof og mørk energi som dominerer Universets totale energi.
- **Universets stråling.** Der observeres en kosmisk baggrundsstråling af mikrobølger med samme temperatur i alle retninger, som er resterne fra en tidlig varm fase. Det faktum at stjernerne ses på baggrund af en mørk nattehimmel (Olbers paradoks) kan betyde, at Universet er endeligt i tid, rum eller begge dele.
- **Universets naturlove.** De grundlæggende naturkræfter som virker her og nu på Jorden, og som har generel karakter, antages også at virke i resten af Universet, dvs. langt væk og for længe siden.
- **Universets udvidelse.** Galaksernes hastigheder vokser proportionalt med deres afstand (Hubbles lov), som hvis alle galakserne deltager i en kæmpeeksplosion eller følger med en udvidelse af rummet.
- **Universets geometri.** Universet udvikler sig i tre rumlige dimensioner og én tid – tilsammen kaldet rumtiden, der er vævet sammen på en måde, så vi observerer det fortidige univers når vi ser ud i rummet.



Figur 1. Kortlægningen af Universet har afdækket stadigt større strukturer: Jorden → Solsystemet → Mælkevejen → Det synlige univers. Samtidig er centrum af Universet flyttet længere og længere væk fra Jorden indtil i dag hvor man kan sige, at centrum er alle steder og ingen steder.

Er Universet statisk eller dynamisk?

Da Newton anvendte sin teori om den universelle massetiltrækning på Universet var det en fiasko. Et univers fyldt med stjerner vil kollapse med tiden. Omkring 200 år senere sad Einstein med sin nye teori for tyngdekraften og regnede på dens konsekvenser for hele Universet. Han kom til samme konklusion: Et rum fyldt med stof og energi, der tiltrækkes af hinanden, er ikke stabilt og vil derfor kollapse.

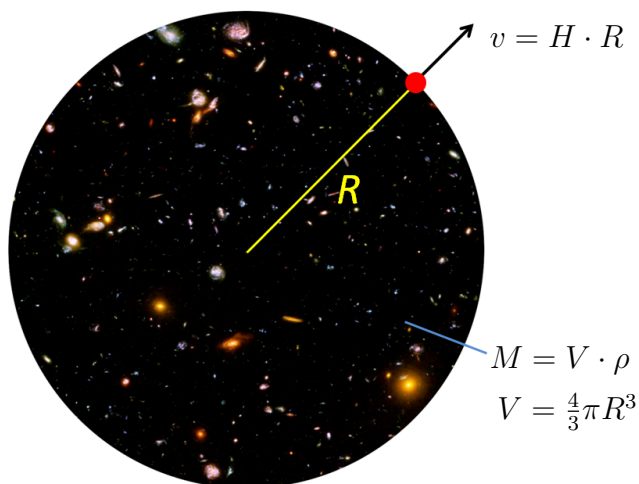
På både Newtons og Einsteins tid forekom Universet at være *statisk*. Stjernernes bevægelser er meget langsomme og kan forklares som interne bevægelser i Mælkevejen. Men med Hubbles bestemmelse (i 1920'erne) af de nærmeste galakseres afstande og bevægelser væk fra os, blev verden med ét slag meget større og *dynamisk* i stedet for statisk. Observationerne viste, at Universet udvidede sig og ved nærmere analyse af Einsteins kosmologiske ligninger viste dette sig også at være det mest naturlige. Hvis Universet udvider sig, må det have været mindre tidligere og måske haft en begyndelse, hvor alt stof og energi var samlet. Inden vi ser på kosmologi i Einsteins almene relativitetsteori, skal vi se nogle resultater som kan opnås allerede med Newtons simple teori.

Newtonsk dynamik af galakser

Med Newtons mekanik kan vi få en intuition om, hvordan en samling galakser opfører sig dynamisk. Denne analyse (se f.eks. [1]) fører til flere resultater som genfindes i en korrekt behandling med almen relativitetsteori.

Lad os betragte et stort men endeligt kugleformet rumfang af galakser med radius R og total masse M (se figur 2). Vi antager at massen er homogent fordelt,

dvs. tætheden ρ er konstant. Massen kan derfor skrives som $M = V \cdot \rho = \frac{4}{3}\pi R^3 \rho$. Vi betragter nu en galakse (den røde plet på figur 2) med massen m i udkanten af området. Galaksen har hastigheden v , som kan findes ud fra R via Hubbles lov: $v = H \cdot R$, hvor Hubble-konstanten H bestemmes gennem observationer.



Figur 2. Galakser i et stort men endeligt kugleformet rumfang med radius R . Den røde plet symboliserer en galakse med hastigheden $v = H \cdot R$. Man kan tænke sig en iagttagelse i centrum af kuglen.

Tyngdekraften på galaksen afhænger kun af den samlede masse indenfor rumfanget og den totale mekaniske energi for galaksen er lig $E_{\text{mek}} = E_{\text{kin}} + E_{\text{pot}}$, der med de ovenstående definitioner kan omskrives:

$$\begin{aligned} E_{\text{mek}} &= \frac{1}{2} m \cdot v^2 - \frac{GmM}{R} \\ &= \frac{1}{2} m (H \cdot R)^2 - \frac{Gm}{R} \left(\frac{4}{3} \pi R^3 \rho \right) \\ &= m R^2 \left(\frac{H^2}{2} - \frac{4\pi G \rho}{3} \right) \end{aligned} \quad (1)$$

I grænsetilfældet hvor den mekaniske energi er nul må den store parentes være nul og tætheden have den kritiske værdi (talværdien fås ved at indsætte H og G):

$$\rho_{\text{krit}} = \frac{3H^2}{8\pi G} \sim 10^{-26} \text{ kg/m}^3 \quad (2)$$

Indføres tæthedsparameteren $\Omega \equiv \rho/\rho_{\text{krit}}$ kan de tre kvalitativt forskellige tilfælde for dynamikken ordnes:

1. $\Omega < 1$, svarende til $\rho < \rho_{\text{krit}}$ eller $E_{\text{mek}} > 0$: Galaksen har nok energi til at undslippe de andre galakser, så udvidelsen fortsætter (evigt).
2. $\Omega = 1$, svarende til $\rho = \rho_{\text{krit}}$ eller $E_{\text{mek}} = 0$: Galaksen har netop energi til, at dens kinetiske energi kan balancere den potentielle energi, så dens bevægelse langsomt går i stå.
3. $\Omega > 1$, svarende til $\rho > \rho_{\text{krit}}$ eller $E_{\text{mek}} < 0$: Galaksen vil blive bremset op og udvidelsen vendes til et kollaps.

Ved denne simple analyse, foretaget med klassisk Newtonsk mekanik, af en samling af galakser har vi set, at antagelsen om en homogen massefordeling medfører, at en galakses opførsel, i afstanden R , bestemmes af kun to parametre: ρ og H , der er tæt forbundne:

$$H^2 = \frac{8\pi G}{3} \rho \quad (3)$$

Denne ligning, som kommer af ligning (1) i grænsetilfældet $E_{\text{mek}} = 0$, beskriver dynamikken af et klassisk "Newtonsk univers". Antages desuden, at samlingen af galakser er stor (sammenlignet med det område man kan observere) samt at stoffordelingen er isotrop, dvs. ens i alle retninger, opnår man yderligere, at der ikke behøver at være noget centrum.

Det kosmologiske princip

Observationer har vist, at Universet på store skalaer opfylder *Det Kosmologiske Princip*, så Universet er:

- **Homogent**, dvs. uden klumper og
- **Isotrop**, dvs. ens i alle retninger.

Disse to antagelser vil altid være en matematisk idealisering, som aldrig er opfyldt 100 % i virkeligheden. På små længdeskalaer er der selvfølgelig betydelig forskel på densiteten af f.eks. en stjerne eller galakse i forhold til dens omgivelser. Laver man statistik på millioner af galakser eller ser på temperaturforskellene i den kosmiske mikrobølgebaggrundsstråling er de relative forskelle imidlertid ret ubetydelige. På kosmiske skalaer (over ca. 300 mio. lysår) er rummet altså både homogent og isotropt.

Rumtidsgeometri – metrikken

I den almene relativitetsteori beskriver man begivenheder i den 4-dimensionale rumtid ved hjælp af én tidskoordinat, (t) , og tre rumkoordinater (x, y, z) , f.eks. $s_1(t_1, x_1, y_1, z_1)$. Afstanden eller mere korrekt *separationen*, s , mellem to begivenheder er i første tilnærmelse $\Delta s = s_2 - s_1$. Hvis man vil beskrive et større område af rumtiden benytter man en *metrik*, ds^2 , der beskriver afstande mellem to begivenheder i rumtiden, dvs. overalt i rummet og til alle tider. For at beskrive infinitesimale afstande benyttes et lille d i stedet for delta (Δ). De enkelte koordinater adderes kvadratisk jævnfør Pythagoras' sætning, der kan generaliseres til mange dimensioner:

$$ds^2 = -c^2 dt^2 + dx^2 + dy^2 + dz^2 \quad (4)$$

To vigtige forskelle er, at den tidslige dimension (dt^2) skal ganges med kvadratet på lyshastigheden (for at enheden passer) og *trækkes fra*. Det sidste skyldes, at for lys er $ds^2 = 0$ og ser vi blot på én stedkoordinat (dx) fører betingelsen $c = |\frac{dx}{dt}|$ til: $0 = -c^2 dt^2 + dx^2$. Ligning (4) kaldes *Minkowski-metrikken*, og den beskriver et fladt og tomt rum. En metrik der beskriver et fysisk system har typisk koefficienter foran koordinaterne og ved sfærisk symmetri benyttes ofte sfæriske koordinater.

Kosmologi med almen relativitetsteori

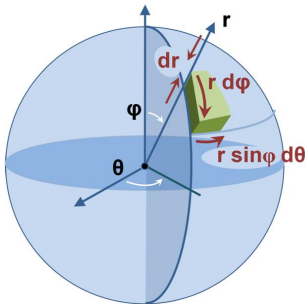
De grundlæggende ligninger i almen relativitetsteori er *Einsteins feltligninger*, der med J.A. Wheelers ord siger, at “krumningen af rumtiden fortæller hvordan stof og energi skal bevæge sig og stof og energi fortæller rumtiden hvordan den skal krumme”. Rumtiden defineres af en *metrik* (se boks om “Rumtidsgeometri – metrikken”). Universets fordeling af stof og energi er godt beskrevet af den såkaldte *FRW-metrik* (se boks om “FRW-metrikken”). Når denne kosmologiske metrik, ligning (7), indsættes i Einsteins feltligninger (med kosmologisk konstant Λ), og man kræver energibevarelse fås *Friedmann-ligningerne*¹:

$$H^2 \equiv \left(\frac{\dot{R}}{R}\right)^2 = \frac{8\pi G}{3}\rho - \frac{kc^2}{R^2} + \frac{\Lambda}{3} \quad (5)$$

$$\frac{\ddot{R}}{R} = -\frac{4\pi G}{3}\left(\rho + \frac{3p}{c^2}\right) + \frac{\Lambda}{3} \quad (6)$$

FRW-metrikken

I standardkosmologien antages det, at Universet er homogent og isotropt (ensartet i alle retninger). Universets geometri beskrives mest hensigtsmæssigt med sfæriske koordinater (se tegningen nedenfor): r , θ og ϕ , hvor man kan tænke på vinklerne som Jordens længde- og breddegrader.



Figur 3. Kugle med sfæriske koordinater (Wikimedia Commons).

I Friedmann-Robertson-Walker-metrikken, se ligning (7), er geometrien udvidet til en generaliseret kugle med vilkårlig krumning, der kan udvide sig eller trække sig sammen:

$$ds^2 = -c^2 dt^2 + R^2(t) \left(\frac{dr^2}{1 - kr^2} + r^2(d\theta^2 + \sin^2\theta d\phi^2) \right) \quad (7)$$

Krumningen, k , af rummet kan enten være positiv, negativ eller nul, svarende til henholdsvis: sfærisk, hyperbolsk eller flad (euklidisk) geometri. Størrelsen $R(t)$ kaldes *skalafaktoren*. Den er dimensionsløs og beskriver den relative størrelse af rummet sammenlignet med et bestemt tidspunkt (f.eks. i dag) eller sagt på en anden måde: Den typiske afstand mellem to galakser vil ændres med skalafaktoren, f.eks. en fordobling af begge.

Tilsammen udgør Friedmann-ligningerne et sæt af to koblede differentiaalligninger for skalafaktorens udvikling, $R(t)$, og løsningerne til ligningerne beskriver Universets dynamik (se boksen “Model-universer”). Ved at inkludere tiden i geometrien kan tætheden variere, $\rho(t)$, og Hubble-konstanten forvandles til en *Hubble-parameter*, $H(t)$. Derudover kan rummet have en krumning og det tomme rum (vakuum) tilskrives energi.

Den første Friedmann-ligning (5) beskriver *hastigheden* af skalafaktoren (den 1. tidsafledede) relativt til skalafaktoren. Venstresiden identificeres med kvadratet på Hubble-konstanten, dvs. $H \equiv \dot{R}/R$, som i Hubbles lov: $v = H \cdot R \Rightarrow H = v/R$. Ligningen udtrykker energibevarelse idet venstresiden beskriver den kinetiske energi og første led på højresiden beskriver den gravitationelle potentielle energi – ligesom i det newtonske tilfælde, ligning (3). De sidste to led er knyttet til rummets krumning og energien af vakuum.

Den anden Friedmann-ligning (6) beskriver *accelerationen* af skalafaktoren (den 2. tidsafledede). Heri indsættes den tilstandsligning, $p = w \cdot \rho \cdot c^2$, der giver sammenhængen mellem tryk, p , og tæthed, ρ . Ofte sættes $c = 1$ og tilstandsligningen skrives: $w = p/\rho$.

Model-universer

Vi vil betragte tre modeller af Universets udvikling med forskellige former for dominerende energi, beskrevet ved en tilstandsligning, $p = w \cdot \rho \cdot c^2$, der giver sammenhængen mellem tryk og tæthed:

Stofdomineret ($k=0$, $\Lambda=0$, $w=0$):

$$R(t) = R(t_0) \cdot \left(\frac{t}{t_0}\right)^{2/3} \quad (8)$$

hvor $t_0 = 13,7 \cdot 10^9$ år er alderen af Universet og $R(t_0) = c \cdot t_0 \cong 10^{26}$ m er radius af det synlige univers.

Strålingsdomineret ($k=0$, $\Lambda=0$, $w=1/3$):

$$R(t) = R(t_e) \cdot \left(\frac{t}{t_e}\right)^{1/2} \quad (9)$$

hvor $t_e = 4 \cdot 10^5$ år er tidspunktet for dekoblingen af stråling og stof (ved $z = 1100$). På dette tidspunkt var Universets radius $R(t_e) = R(t_0)/1100$.

Vakuumdomineret ($k=0$, $\Lambda>0$, $w=-1$):

$$R(t) = R_{init} \cdot e^{H \cdot t} \quad (10)$$

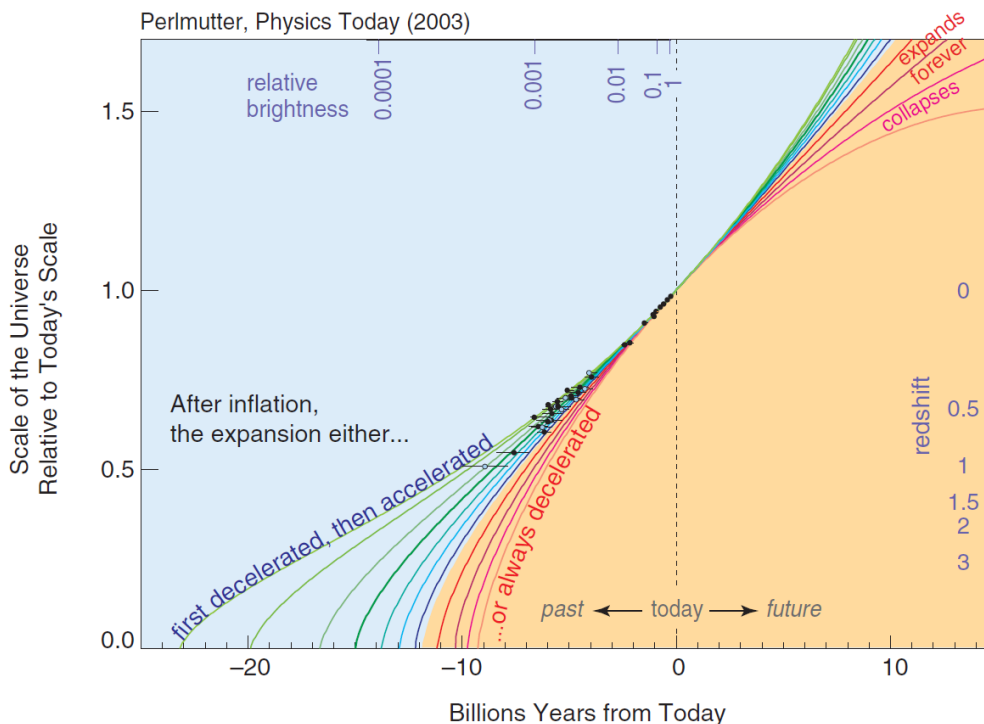
hvor H er Hubble-parameteren og R_{init} er en begyndelsesradius, f.eks. $l_{\text{Planck}} \sim 10^{-35}$ m.

I virkeligheden er Universets energi en blanding af tre specialtilfælde (hvor f.eks. $\Omega_{\text{CDM}} = \rho_{\text{CDM}}/\rho_{\text{krit}}$):

$$\Omega_{\text{total}} = \Omega_{\text{atomer}} + \Omega_{\text{CDM}} + \Omega_{\Lambda} = 1 \quad (11)$$

hvor $\Omega_{\text{atomer}} = 0,04$; $\Omega_{\text{CDM}} = 0,23$ og $\Omega_{\Lambda} = 0,73$. “CDM” står for koldt mørkt stof. Disse værdier er bl.a. bestemt ved en analyse af målinger med WMAP-satellitten [3], [4], og bekræftes af observationer af fjerne supernovaer (se figur 4) samt statistik af galakser.

¹En prik over et symbol betyder differentieret mht. tiden, $\dot{R} = \frac{dR}{dt}$, og to prikker betyder to gange differentieret mht. tiden, $\ddot{R} = \frac{d^2R}{dt^2}$.



Figur 4. Skalfaktoren som funktion af tiden [5]. De sorte prikker er observationer af supernova type Ia, der benyttes som standardlyskilder. De farvede kurver er forskellige model-universer, hvor både mængden (Ω_{total}) og blandingen af energi er varieret. Den model der beskriver punkterne bedst giver en alder på 13-14 mia. år. Vi er begrænset til at observere galakser tilbage i tiden ud fra vores position i tid og rum. Men ved at bestemme både hældningen og krumningen af kurven kan man bestemme hvilken model der beskriver observationerne bedst og dermed bestemme alderen siden Big Bang og udviklingen fremad.

Vakuumergergi og kosmologisk konstant

Fra midten af 1990'erne frem til 2003 (se boksen "Udviklingen af Big Bang-teorien") gjorde den øgede præcision i astronomiske observationer at der opstod konsensus om, at størstedelen af Universets energiindhold er knyttet til det tomme rum og at det har en frastødende virkning som får Universets udvidelse til at accelerere. Måske er denne positive acceleration af samme natur som det der gav startskuddet til Universets udvidelse. Den vakuum-dominerede løsning ser i hvert fald ud til at være nyttig til både at beskrive den nuværende og fremtidige udvikling og de allerførste øjeblikke af Universets udvikling, hvilket vi skal se nærmere på i de kommende afsnit.

Problemer med Big Bang-teorien

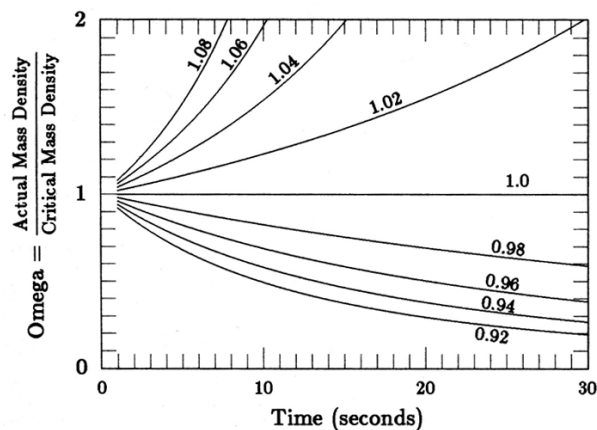
Big-Bang teorien har mange sejre i form af gode bekræftende observationer. Universets temperatur og udvidelse er bare to bekræftelser, der er svære at komme uden om. Men teorien har også sine skavanker, der kommer fra selveste begyndelsen, Big Bang. Universets udvidelse giver os en god grund til at tro at Universet har været mindre og spoler vi filmen af Universet helt tilbage, må det have haft en begyndelse. Vi vil her skitsere tre af problemerne, der har motiveret introduktionen af inflationsteorien (beskrives i et senere afsnit).

Fladhedsproblemet

Massetæthedsparmeteren af Universet – givet ved Ω – afgør, hvordan Universet vil udvikle sig i fremtiden. Denne størrelse $\Omega = \rho/\rho_{\text{krit}}$ er en enhedsløs fysisk størrelse, der er forholdet mellem masse-energi tætheden

og den kritiske tæthed. Den kritiske tæthed ρ_{krit} angiver tætheden, hvor Universet er helt fladt. I et sådant univers er geometrien euklidisk, hvilket illustreres ved f.eks. en trekant, der vil have en vinkelsum på 180° . Det er en geometri, der ikke er forskelligt fra det, som man har lært i skolen. Er Ω forskellig fra 1, vil Universets geometri krumme som en kugle eller som en sadel, hvor vores trekant har en vinkelsum forskellig fra 180° .

Forskellige bestanddele i Universet bidrager til massetætheden, og Universets udvidelse har forskellig indflydelse på udvikling af massetæthedsparmeteren. Alle energitæthederne – med undtagelse af vakuumenergitætheden vil blive ændret med udvidelsen, og Big Bang teorien siger, at værdien af Ω ved 1 sekund efter Big Bang har stor indflydelse på den nuværende værdi af Ω .



Figur 5. Kurverne beskriver udviklingen af Ω ét sekund efter Big Bang og de efterfølgende 30 sekunder. Hver kurve repræsenterer forskellige startværdier af Ω , der er angivet som tallene i diagrammet [6].

Udviklingen af Big Bang-teorien

1915 Einstein fuldender den almene relativitetsteori.

1917 Einstein og W. de Sitter finder modeller med en kosmologisk konstant, der beskriver et statisk univers.

1922 A. Friedmann finder kosmologiske løsninger der peger på, at universet udvider sig.

1929 E. Hubble viser, at galaksernes rødforskydning vokser med afstanden – Universets udvidelse.

1931 G. Lemaitre diskuterer Universets skabelse fra et varmt uratom der henfalder til alle grundstofferne.

1948 G. Gamow m.fl. undersøger grundstofdannelse i et univers der hurtigt udvider sig og afkøles. Forudsiger den kosmiske mikrobølgebaggrundsstråling (CMB).

1948 F. Hoyle m.fl. foreslår "Steady State"-teorien, hvor Universet ser ens ud til alle tider og der løbende dannes nyt stof.

1950 F. Hoyle finder på navnet "Big Bang" om den rivaliserende teori, der begynder i en varm og tæt tilstand.

1965 A. Penzias og R. Wilson opdager CMB – den kolde rest fra Big Bang.

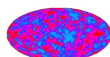
1966 J. Peebles viser, at et varmt Big Bang forudsiger den korrekte hyppighed af helium.

1969 M. Rees studerer detaljerne ved et Big Crunch (modsatte af Big Bang).

1980 A. Starobinsky, A. Guth m.fl. foreslår, at inflation kan løse horisontproblemet og fladhedsproblemet.

1990 NASA's COBE-satellit viser, at CMB er udsendt af et legeme i termisk ligevægt, som forudsagt af Big Bang-teorien.

1994 NASA's COBE-satellit viser, at temperaturvariationerne i CMB er ca. 10^{-5} .



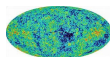
1994-98 Λ CDM-modellen (hvor Λ er den kosmologiske konstant og CDM er koldt mørkt stof) vinder frem, idet den både kan forklare strukturerne i CMB, galaksernes storskalastrukturer og grundstofhyppighederne.

1998 Observationer af fjerne supernovaer tyder på, at Universets udvidelse er accelereret, hvilket kan forklares med en kosmologisk konstant (Λ).

1999 Målinger viser at Universets geometri er flad, og at der må være en kosmologisk konstant (Λ).

2001 Hubble Rumteleskopet bestemmer Hubble-konstanten til 72 ± 8 km/s/Mpc.

2003 NASA's WMAP-satellit bestemmer, efter kortlægning af CMB, Universets alder til 13,7 mia. år og energiindholdet til ca. 4 % atomer, 23 % koldt mørkt stof og 73 % mørk energi, på grundlag af Λ CDM-modellen og inflation [3], [4].



2008 WMAP-satellitens 5-års resultater udelukker nogle inflationsmodeller og styrker andre [3].

2009 ESA's PLANCK-satellit opsendes for at kortlægge CMB i endnu større detalje [7].

2010 WMAP-satellitens 7-års resultater bekræfter en subtil afvigelse fra skalainvarians, der forudsiges af inflationsteorien: De største strukturer er lidt stærkere end de mindre [3].

Vores nuværende univers er utrolig fladt. Observationer indikerer, at det faktisk er så fladt, at Ω ikke kan have afviget fra 1 med mere end 10^{-60} i det tidlige univers for at kunne resultere i vores nuværende flade univers. En massetæthed, der afviger så lidt, er svær at forklare i standardkosmologi (uden fintuning), derfor er det nødvendigt at introducere en fase i det tidlige univers, der udvider Universet meget hurtigt, så det er meget fladt efter 1 sekund.

Problemet med magnetiske monopoler

I det tidlige univers må stof og energi have været presset sammen i et meget lille område, og hele Universet må have været et plasma, hvor eksotiske objekter forudsagt af partikelfysikken blev skabt og ikke uden videre forsvandt igen. Et af disse eksotiske objekter er magnetiske monopoler. Almindelige magneter har en sydpol og en nordpol og er derfor dipoler. En magnetisk monopol har kun enten en nordpol eller en sydpol – ligesom en elektron kun har en negativ elektrisk ladning og en proton kun har en positiv elektrisk ladning. Der er endnu ikke fundet partikler, som kun har en magnetisk nordpol eller sydpol.

Eksistensen af de magnetiske monopoler bliver imidlertid forudsagt af flere partikelfysiske teorier både strengteori og "Grand Unified Theory" (GUT). GUT-teorien forudsiger, at tre af naturkræfterne – elektromagnetismen, den svage og den stærke kernekraft – bliver til én naturkraft ved meget høje energier – dvs. 10^{16} GeV. I det tidlige univers var der en meget høj energi, og det burde derfor være et perfekt miljø til skabelsen af magnetiske monopoler. Så hvorfor findes der ingen magnetiske monopoler i det nuværende univers? En mulig løsning kunne være en mekanisme, der kan få disse partikler til at forsvinde.

Horisontproblemet

Universet er overraskende isotropt. Målinger af mikrobølgebaggrundsstrålingen (CMB) viser at temperaturen i Universet varierer med $\frac{\Delta T}{T} \cong 10^{-5}$. Partikler kan kun kommunikere indenfor en afgrænset horisont, der er bestemt af lysets hastighed. Hvis en partikel udsender en foton, kan fotonen kun nå frem til en anden partikel, hvis den kan nås med lysets hastighed. Problemet er i denne henseende, at egne af Universet, der ikke burde have været i kontakt med hinanden, er så isotrope. En mulig løsning hertil er at Universet som helhed har udvidet sig hurtigere end horisonten af det synlige univers.

Hvad er inflation?

Intet kan opstå af ingenting. Hvis du ingenting har i din hånd, vil der ikke ud af det blå materialisere sig f.eks. en bog i hånden på dig. Det er et udsagn, som de fleste kan forholde sig til. Tanken om stoffets bevarelse er formuleret så tidligt som omkring 500 f.v.t. af den græske filosof Parmenides. Denne bevarelseslov er i det 20. århundrede blevet udvidet med kendskabet til Einsteins relativitetsteori, hvor stof og energi er to sider af samme sag, formuleret smukt i udtrykket $E =$

mc^2 . Energi kan altså omdannes til stof og omvendt, men den samlede mængde af energi og stof vil altid være konstant. Denne fundamentale bevarelseslov (af enkelhedsgrunde kaldes den for energibevarelse) er en af grundstenene i fysikken, og den bekræftes² af en kæmpe mængde eksperimentelle data fra alverdens højenergi-laboratorier. Det efterlader os med et afgørende spørgsmål: Hvordan blev Universet skabt?

Big Bang-standardmodellen beskriver egentligt ikke selve Big Bang (eller hvad der var før). Den beskriver kun hvad der kom *efter* Big Bang. Det gør den til gengæld med stor succes. Standardmodellen kan give gode svar på hvordan Universet vil udvikle sig, men hvis vi ønsker at komme tættere på selve tilblivelsesprocessen må vi introducere inflation eller andre teorier.

Inflation bliver ofte beskrevet som det ultimative "free lunch" (gratis middag eller frokost), idet Universets skalafaktor vokser med mange størrelsesordener på en brøkdel af et sekund. Men man skal huske på, at det der voksede var det tomme rum, eller rettere sagt horisonten af den observerbare del af det tomme rum. Først ved afslutningen af inflationen dannedes alle de partikler og fotoner som findes i Universet. Fysikernes første overvejelser gik på om Universet blev skabt ved en kvantefluktuasjon, men det blev hurtigt klart, at mekanismen er mere kompliceret [6].

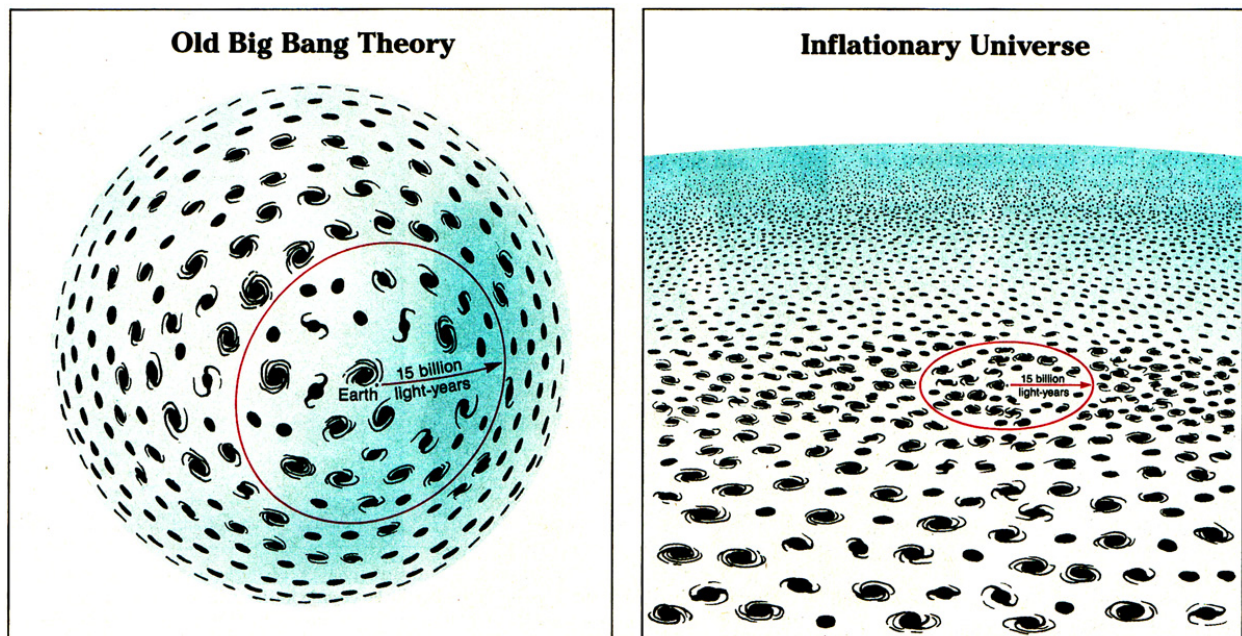
Inflationsmekanismen

Inflationen skal udvide Universet ekstremt hurtigt for at have den ønskede effekt på problemerne med Big Bang-teorien. Universet skal faktisk udvide sig hurtigere end

lysets hastighed. Det er ikke i modstrid med Einsteins almene relativitetsteori, idet det er *rummet* der bevæger sig, og heller ikke den specielle relativitetsteori, da den ikke omfatter deformationer af rumtiden. Den ekstremt hurtige udvidelse sker ved positiv acceleration af skalafaktoren. Ifølge den 2. Friedmann-ligning (6) er skalaparameterens acceleration normalt negativ, men hvis man introducerer Einsteins berømte – eller berygtede – kosmologiske konstant, kan accelerationen af skalafaktoren godt blive positiv.

Værdien af den kosmologiske konstant er dog formentligt ikke nok til at sørge for en positiv acceleration, derfor er man desuden nødt til at introducere en tilstand med negativt tryk (ikke at forveksle med et undertryk). Vakuüm tillægges normalt et tryk på nul, men ved inflationen må man forestille sig, at der var et falsk vakuum med et tryk, der er mindre end nul. Ved indsættelse af tilstandsligningen $p = -\rho \cdot c^2$ i ligning (6) bliver accelerationen positiv. Under inflationen vil vakuum skifte tilstand så trykket bliver nul. Det sker ved at introducere et skalarfelt – kendt som inflatonen – og et tilhørende potential.

Konsekvenserne af inflationsmekanismen er en ekstrem hurtig udvidelse, der praktisk talt overhaler horisonten og flader det tidlige univers ud. Set fra synspunktet af et kuglerundt Univers, vil kuglen være meget større og derfor vil det synlige univers (horisonten) afgrænse en langt mindre andel af hele Universet (se figur 6). Under inflationen bliver Universet fortyndet tilstrækkeligt til, at eventuelle eksotiske objekter, såsom magnetiske monopoler, forsvinder og Universet bliver isotropt.



Figur 6. Ifølge inflationsteorien er det synlige univers (den røde cirkel) kun en meget lille del af Universet [10].

²Regner man på hele Universet, er energien dog ikke nødvendigvis bevaret, se f.eks. [8].

Status for Inflation

For at fysikerne vil anse en teori for ekspansionen af det tidlige univers for at være en succes, skal den udvide rumfanget³ af det tidlige Univers med en faktor 10^{78} . Der er foreslået mange inflationsmodeller siden Alan Guths første model med en simpel udformning af skalarpotentialet. Nogle modeller har flere skalarfelter, mens andre intet skalarfelt har og de varierer i udformningen af potentialet. Ét potential kan beskrives med et simpelt 4. gradspolynomium, mens andre kræver mere komplicerede matematiske ligninger. De mange modeller har gjort det muligt at vælge og vrage, hvilket både er en styrke og svaghed ved teorien. Det er en svaghed, at der ikke findes en entydig model, men det faktum at så mange modeller opfylder kravene har gjort inflationsmodellerne yderst sejlevede.

Løsningen af de ovenfor nævnte problemer er langt fra den eneste motivation for at indføre inflation i det tidlige univers. Inflationen kan nemlig testes på dens betydning for strukturdannelse. Før der blev dannet store strukturer af galakser må der have været nogle mindre variationer i tæthedsfordelingen. Disse "perturbationer" kan inflationen forklare som nogle oprindelige kvantefluktuationer, der er blevet forstærket under den kraftige udvidelse. Inflationen medfører, at perturbationerne bliver ens på alle størrelsesskalaer (de er skalainvariante).

Inflationsteorien er konsistent med målinger af CMB med WMAP-satellitten, herunder polarisationen af fotonerne. De fleste astronomer anser i dag inflationsteorien som en nødvendig del af de kosmologiske modeller. Inflationen forudsiger desuden tyngdebølger, som måske vil blive observeret med PLANCK-satellitten [7]. Det vil være overraskende, hvis inflationen ikke skulle være en del af vores forståelse af Universet, men inflationsmekanismen er samtidig en ad hoc model, der løser nogle problemer i Big Bang-standardmodellen, men den introducerer blot nye problemer. For at få et mere klart billede af det meget tidlige univers, må en mere fundamental teori for kvantegravitation anvendes og den vil sandsynligvis rumme en mekanisme der minder om inflationen, f.eks. det ekpyrotiske scenarie i streng-kosmologi.

Holder antagelserne for Big Bang?

Antagelsen om, at Universet er homogent og isotropt er på én gang Big Bang-teoriens styrke og svaghed. Med antagelserne kan man forklare mange observationer og egenskaber ved det synlige univers og nogle af de problemer der opstår i den oprindelige Big Bang-teori kan løses ved at inkludere inflation. Der er mange misforståelser omkring Big Bang-teorien, som kan forklares [9]. Men der opstår også seriøse problemer, når modellen ekstrapoleres længere tilbage mod Universets begyndelse. Der holder antagelserne om homogenitet

og isotropi næppe og hvis de fastholdes lærer vi intet om en eventuel mere kompleks struktur af rumtiden. J.A. Wheeler betegnede – helt tilbage i 1955 – rumtiden under forhold som ved Big Bang, som et "rumtids-skum". Her fluktuerer både rum og tid kaotisk og rummet er præget af sorte huller forbundet af ormehuller – hvilket er alt andet end homogent og isotropt! Men det er en helt anden historie.

Litteratur

- [1] D.W. Sciama, *Modern Cosmology*, Cambridge Science Classics 1971.
- [2] Barbara Ryden, *Introduction to Cosmology*, Addison Wesley 2003.
- [3] Bibliography of WMAP Science Team Publications, <http://lambda.gsfc.nasa.gov>
- [4] Michael Cramer Andersen, Universets alder, sammensætning og skæbne bestemt!, *Kvant* nr. 1, marts 2003.
- [5] Supernova Cosmology Project, <http://supernova.lbl.gov>.
- [6] Alan H. Guth, *The Inflationary Universe*, Vintage 1998.
- [7] Hans Ulrik Nørgaard-Nielsen (2009), ESA's mikrobølgesatellit PLANCK, *Kvant* nr. 2, maj 2009.
- [8] Tamara Davis (2010), Is The Universe Leaking Energy?, *Scientific American*, juli 2010.
- [9] Charles H. Lineweaver og Tamara Davis (2005), Misconceptions About the Big Bang, *Scientific American*, marts 2005.
- [10] Eugene F. Mallove (1988), The Self-Reproducing Universe, *Sky & Telescope*, sept. 1988, p. 253-256.



Michael Cramer Andersen underviser i fysik og astronomi ved Christianshavns Gymnasium og er redaktør af KVANT. Han interesserer sig bl.a. for kosmologi og videnskabshistorie.



John Rosendal Nielsen er gymnasielærer ved Aurehøj Gymnasium og nyhedsredaktør på Kvant. Han interesserer sig bl.a. for fundamental fysik, kosmologi og videnskabshistorie.

³Under inflationen voksede skalafaktoren, efter ligning (10), ca. med en faktor $e^{60} \cong 10^{26}$, og rumfanget derfor en faktor 10^{78} .