



Joel Johansson

är forskare i observationell kosmologi vid Uppsala universitet. Han disputerade år 2015 vid Stockholms universitet, och vistades därefter som post-doktor vid Weizmann-institutet i Israel. Hans forskning kretsar kring supernovor av olika slag och kosmiskt stoft.

Att universum inte bara expanderar, utan att expansionen dessutom tycks gå allt snabbare, förbryllar astrofysiker sedan ett par decennier. Men hur går man egentligen tillväga för att fastställa något sådant? Vad skulle förklaringen kunna vara? Joel Johansson reder ut vad vi känner till idag om denna kosmologiska ödesfråga, och hur vi hoppas få reda på mer i framtiden.



*Bilden: Typ Ia-supernovan SN 2014J
i Cigarregalaxen M82.*

Universums accelererande expansion och den mörka energin

För 20 år sedan visade observationer av avlägsna supernovor att universum expanderar allt snabbare, dvs. att expansionstakten accelererar. Detta kom som en stor överraskning, eftersom det man förväntade sig att mäta var det motsatta – en inbromsning av expansionen! Idag visar flera typer av observationer med allt högre precision en samstämmig bild: universum består till 70% av en okänd ”mörk” energi som får dess expansionstakt att öka.

För att förstå bakgrunden till universums accelererande expansion, måste vi gå tillbaka till början av 1900-talet. Då debatterade världens astronomer om vår galax Vintergatan utgjorde hela universum, eller om de suddiga ”nebulosor” som man kunde observera i själva verket var egna galaxer på mycket stora avstånd, utanför Vintergatan. Ungefär samtidigt formulerar Albert Einstein sitt kanske viktigaste bidrag till fysiken och till förståelsen av universum: sin teori för gravitationen, dvs. den allmänna relativitetsteorin med dess fältekvationer:

$$G_{\mu\nu} = \frac{8\pi G}{c^4} T_{\mu\nu}$$

Två välkända storheter uppträder här plötsligt tillsammans – Newtons gravitationskonstant G och ljusets hastighet c – vilket signalerar att Einsteins teori, till skillnad från Newtons, är relativistisk, dvs. förenlig med den speciella relativitetsteorin. Bakom tensornotationen döljer sig tio svårlösta, icke-linjära partiella differentialekvationer. Men utan att gräva ner oss i detaljerna

kan man förenklat säga att ekvationerna talar om hur rumtidens geometri (som beskrivs av *Einsteintensorn*, $G_{\mu\nu}$) deformeras och kröks av materia (som beskrivs av stress-energi-tensorn $T_{\mu\nu}$). Eller – eftersom ekvationen kan läsas baklänges – hur materia påverkas av och rör sig i det krökta rummet.

När Einstein tillämpade fältekvationerna på universum som helhet, insåg han att ett universum som uppfyller ekvationerna, med nödvändighet måste vara *dynamiskt* – det måste antingen expandera eller kollapsa. Einstein utgick, liksom de flesta astronomer vid den tiden, från att universum var statiskt, dvs. att det på mycket stora skalor hade sett väsentligen likadant ut för alltid. Han drog slutsatsen att det måste vara något fel på ekvationerna. För att balansera dem, så att de skulle tillåta även statiska universa, införde Einstein 1917 *den kosmologiska konstanten* Λ , i form av en extra geometrisk term i ekvationernas vänsterled. Men när man bara några år senare började ana att universum inte alls är statiskt, utan att det faktiskt expanderar, lär Einstein ha kallat införandet av Λ för ”sin största blunder”.

Under större delen av 1900-talet levde den kosmologiska konstanten en tämligen undanskymd tillvaro tills den åter hamnade i rampljuset under slutet av 1990-talet. Då visade nämligen observationer av avlägsna supernovor att universums expansion *accelererar*! Den kosmologiska konstanten återuppstod, men nu istället som ett tillägg i ekvationernas högerled och med en ny tolkning: en konstant energi hos själva vakuumet som på grund av sitt negativa tryck motverkar gravitationens normalt attraherande krafter med en repellerande effekt. Visserligen gav Λ en utmärkt förklaring till observationerna, men togs ändå inte emot med öppna armar. En kvantmekanisk tolkning av Λ som rummets vakuumenergi ger nämligen ett värde som är 10^{120} gånger större än det uppmätta (den s.k. ”vakuumkatastrofen”)!

En uppsjö mer eller mindre eleganta teorier har presenterats för att förklara – eller bortförklara – den uppmätta accelerationen av universums expansion. Ett populärt alternativ är teorier som använder hypotetiska energifält (så kallade *dynamiska skalärfält*, som t.ex. *kvintessens-teorin*). Dessa teorier är attraktiva, eftersom de påminner om de inflationsmodeller som används för att förklara en *annan*, mycket tidigare period av accelererande expansion: den första bråkdelen av en sekund efter Big Bang, då universum måste ha blåsts upp med exponentiellt ökande hastighet. Hittills

är mekanismen som reglerar dessa energifälts styrka tyvärr oklar.

Dessutom finns teorier som går ut på att modifiera gravitationskraften på stora avstånd (här finns för övrigt släktskap med modeller där man försöker bortförklara mörk materia på liknande sätt). Ett exempel på sådana typer av teorier är så kallad ”massiv gravitation”, där gravitationen förmedlas med en partikel (*gravitonen*) vars massa inte behöver vara noll.

Det skulle också kunna vara så att den kosmologiska modell vi utgår från är felaktig. Ett exempel på sådana förklaringar är så kallade *inhomogena kosmologiska modeller*, där man antar att vi råkar bo i en bubbla som har lägre densitet än resten av universum, vilket skulle resultera i att vi mäter en *lokalt* accelererande expansion. För att sådana teorier ska fungera måste vi dock bo på en särskilt ”utvald” plats – exakt i mitten av en sådan bubbla. Kosmologiska data tyder nämligen på att universum är isotropt, dvs. lika i alla riktningar på stora skalor. Detta gör den här typen av hypoteser otillfredsställande.

Forskningsfältet *observationell kosmologi* handlar idag om att konfrontera alla dessa teorier med mätningar. För att kunna göra detta krävs ett ramverk – en kosmologisk modell – som låter oss gå från komplicerade ekvationer till faktiskt mätbara egenskaper, såsom avstånd och hur dessa ändras över tid. Vi ska nu titta närmare på hur man gör detta. Vad krävs egentligen för att vi ska kunna dra slutsatser om universums expansion?

Att mäta universums expansion

Det vi vill undersöka är hur universums storlek varierar som funktion av tid. Båda dessa storheter – storlek och tid hos universum – är svåra att mäta upp i praktiken. Så istället mäter vi hur universums *relativa storlek* ändras på större och större *avstånd* från oss. Större avstånd motsvarar ju längre tid tillbaka, eftersom ljuset tar tid på sig att nå oss.

Ett relativt mått på universums storlek får vi genom att mäta rödförskjutningen av ljuset från avlägsna objekt (se sidorutan på nästa sida). Redan år 1912 observerade astronomen Vesto Slipher hur galaxers spektrallinjer ofta var förskjutna åt längre våglängder (dvs. rödare ljus) än spektrallinjerna hos stjärnor i Vintergatan. Till en början tolkades rödförskjutningen som en ren *Dopplereffekt*: att ljuset från galaxernas förskjuts åt längre våglängder för att de fjärrmar sig från oss med höga hastigheter, på samma sätt

Kosmologisk rödförskjutning och universums skalfaktor

Rödförskjutningen av ljuset från en källa, z , definieras utifrån kvoten mellan den observerade våglängden λ_0 och den från källan utsända (emitterade) våglängden λ_e :

$$1 + z = \frac{\lambda_0}{\lambda_e} = \frac{a_0}{a_e}$$

I sista ledet har vi gjort kopplingen att alla längdskalor (och därmed även ljusets våglängd) ändras i samma takt som universums *skalfaktor* $a(t)$, se figur 1.

Skalfaktorn beskriver hur avstånd mellan objekt långt från varandra i universum, till exempel jorden och en avlägsen galax, förändras över tid när universum expanderar. Eftersom skalfaktorn bara beskriver relativa förändringar av avstånd kan vi sätta skalfaktorns värde idag (a_0) till 1.

Här är några exempel på typiska rödförskjutningar:

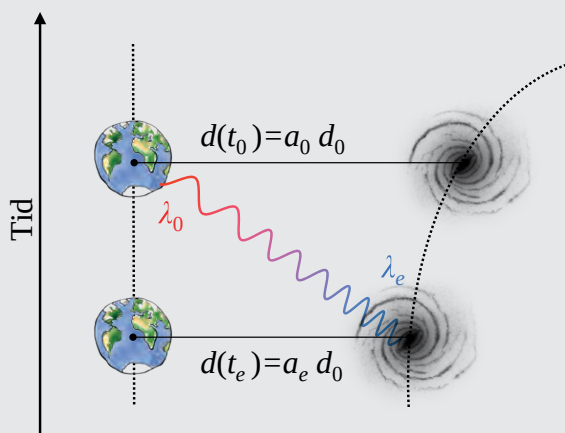
$z = 0$: Här och nu.

$z = -0,001$: Blåförskjutning av Andromedagalaxen (cirka 2,5 miljoner ljusår bort) som är på väg mot Vintergatan med omkring 300 km/s.

$z = 1,9$: Den mest avlägsna typ Ia-supernovan som har observerats.

$z \sim 10$: De mest avlägsna galaxerna som har observerats.

$z = 1\ 100$: Rödförskjutningen hos den kosmiska mikrovågsbakgrunden.



Figur 1: I ett expanderande universum ökar avståndet $d(t)$ mellan jorden och en avlägsen galax. Våglängden hos ljuset från galaxen på avstånd $d(t_0)$ som vi observerar idag vid tiden t_0 har ökat (rödförskjutits) med samma faktor som avståndet har ändrats sedan ljuset skickades ut vid tiden t_e .

som att våglängden hos ljudet från en ambulanssiren blir kortare eller längre beroende på om ambulansen är på väg mot oss eller bort från oss. En viss del av rödförskjutningen kan förklaras på detta sätt, dvs. som en effekt av närbelägna galaxers hastigheter i förhållande till Vintergatan, men merparten beror på något som kallas *kosmologisk rödförskjutning*, och som har en något annorlunda förklaring.

Effekten beskrivs enklast om man tänker sig en jäsande deg full med russin: för varelser som bor på ett russin, kommer alla andra russin i den jäsande degen se ut att avlägsna sig fortare och fortare ju längre bort de ligger – trots att russinen faktiskt ligger stilla i degen. Kosmologisk rödförskjutning uppstår då ljuset från avlägsna objekt ”tänjs ut” till längre våglängder, i samma takt som rummet (”degen”) expanderar. På så sätt blir den kosmologiska rödförskjutningen ett direkt mått på den relativa förändringen av universums storlek under den tid som förflutit sedan ljuset sändes ut från galaxen fram tills vi detekterar det idag.

Friedmann-ekvationen

Den kanske viktigaste ekvationen inom kosmologin härleddes ur Einsteins fältekvationer av den ryske meteorologen Alexander Friedmann (1922). Under antagandet att universum på stora skalor är *isotropt* och *homogent* (likformigt), ger Friedmann-ekvationen oss möjlighet att studera hur universums expansionstakt $H(t)$ (*Hubble-parametern*) beror på dess energitäthet ρ och krökning K :

$$H^2 = \left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 = \frac{8\pi G}{3}\rho - \frac{Kc^2}{a^2}$$

Här är $a(t)$ skalfaktorn som beskriver hur avstånd ändras som funktion av tid, $\dot{a}$ betecknar tidsderivatan av skalfaktorn och G är Newtons gravitationskonstant.

För ett universum med plan geometri ($K = 0$, vilket visar sig vara fallet för vårt universum), kan man definiera en *kritisk energitäthet*:

$$\rho_{\text{crit}}(t) = \frac{3H^2(t)}{8\pi G}$$

Denna kritiska densitet svarar mot gränsfallet då universum varken har tillräckligt hög densitet för att bromsa upp expansionen (och sedan kollapsa) eller för låg densitet (och kommer fortsätta expandera för alltid).

Den kritiska densiteten *idag*, får vi genom att använda Hubble-Lemaître-konstanten H_0 (som är det värde på Hubble-parametern $H(t)$ som gäller idag, dvs. $H_0 = H(t_0)$). Med $H_0 \approx 70$ (km/s)/Mpc blir värdet på denna energitäthet väldigt låg: $\rho_{\text{crit},0} \sim 10^{-29}$ g/cm³, vilket motsvarar ungefär en väteatom per 200 liter!

För att lättare kunna jämföra kosmologiska modeller med varandra, och studera hur de olika ”materie-ingredienserna” påverkar universums expansion, kan man separera bidragen till den totala energitätheten i olika delar:

- relativistisk materia (dvs. elektromagnetisk strålning och partiklar som rör sig med hastigheter nära ljusets)
- icke-relativistisk materia (dvs. ”vanlig” baryonisk materia och ”mörk materia”)
- en kosmologisk konstant

Dessa komponenter brukar ofta normeras med den kritiska energitätheten $\rho_{\text{crit},0}$ till enhetslösa parametrar, $\Omega_i = \rho_i / \rho_{\text{crit},0}$, så att man enkelt ska kunna se hur mycket av de olika energislagen som finns idag i förhållande till den kritiska densiteten.

Slutligen måste vi även ta hänsyn till hur varje ingrediens beror på skal-faktorn: Materia späds ut omvänt proportionellt mot volymen, dvs. $\rho_M \sim V^{-1} \sim a^{-3}$, strålningens energitäthet både späds ut och rödförskjuts, så $\rho_M \sim a^{-4}$, och den kosmologiska konstanten är, ja, helt enkelt konstant. Då kan Friedmann-ekvationen uttryckas

$$H^2 = H_0^2 (\Omega_{\text{rad}} a^{-4} + \Omega_M a^{-3} + \Omega_K a^{-2} + \Omega_\Lambda)$$

Dessutom kan man för varje komponent definiera en tillståndsekvation som ger sambandet mellan energitätheten ρ och trycket: $P = w\rho$. Från termodynamikens värld känner vi till att trycket minskar då en gas späds ut ($P \sim V^{-1}$, omvänt proportionellt mot volymen). Den kosmologiska konstanten har däremot *negativt tryck* ($w = -1$): trycket ökar med volymen av universum – vilket snarare påminner om spännkraften hos en gummisnodd, som ökar ju mer den töjs ut!

Det som skiljer olika modeller av mörk energi från varandra är dess tillståndsekvation, dvs. värdet på w . En kosmologisk konstant har $w = -1$ medan alternativa modeller för mörk energi som kan ge accelererande expansion har $w < -1/3$, eller till och med ett tidsberoende $w = w(t)$. Så den heliga graalen för de flesta kommande experiment är att mäta just w .

Rödskiftet hos ljus från avlägsna galaxer ger oss alltså ett sätt att mäta relativa förändringar i universums storlek. För att denna information ska vara användbar måste vi också veta på vilket avstånd ljuset sändes ut. Men att mäta kosmologiska avstånd är svårare än man kan tro! Det finns dock några olika metoder.

Astronomer har sedan länge varit duktiga på att mäta positioner och vinklar mellan stjärnor. Om en stjärna observeras från två olika platser kan man se hur dess skenbara position på himlen ändras i förhållande till andra stjärnor, på samma sätt som ett finger utsträckt framför dig ser ut att hoppa i förhållande till bakgrunden om du blundar med ena eller andra ögat. Ju längre bort stjärnan är, desto mindre blir den observerade ”hoppvinkeln” (*parallaxen*). Med denna metod har Gaia-satelliten sedan 2013 kunnat mäta positioner och avstånd till mer än en miljard stjärnor i Vintergatan. Gaia kan mäta vinkelskillnader så små som 24 mikrobågsekunder, vilket motsvarar tjockleken av ett hårstrå på 100 mils avstånd! På så sätt kan vi få bra avståndsmätningar till stjärnor i vår egen galax (inom cirka 5 kpc, där $1 \text{ kpc} \approx 3 \cdot 10^{19} \text{ meter}$).

För att mäta större avstånd, utanför vår galax, krävs andra metoder. De två vanligaste metoderna för kosmologiska avståndsmätningar är att mäta *ljusstyrkan* eller *vinkelstorleken* hos astronomiska objekt. Båda metoderna används faktiskt dagligen av varanda människa! Tänk dig att du står vid ett övergångsställe. Du ser dig om, och på vägen kommer en bil. Ser den liten ut, vet du att den är långt bort (vinkelavstånd) och du kommer hinna över vägen. Om det är mörkt, så kan du avgöra hur långt bort bilen är genom att istället uppskatta hur starkt ljuset från strålkastarna är (luminositetsavstånd). Men för att kunna översätta dessa *relativa* vinkel- och luminositetsavstånd till *absoluta* avstånd, krävs att du vet hur stor en bil är eller hur starkt strålkastarna faktiskt lyser. I astronomins värld är motsvarande problem att den uppmätta (*skenbara*) ljusstyrkan eller vinkelstorleken hos ett objekt bara ger oss en relativ avståndsskala. För att få en absolut måttstock krävs att det vi observerar är antingen ett *standardljus* (dvs. ett objekt vars ljusstyrka är känd) eller en *standardlinjal* (vars absoluta storlek är känd), se sidorutan ”Avståndsindikatorer” på nästa sida.

Avståndsindikatorer

För att bestämma värdena på de kosmologiska parametrar som ingår i Friedmann-ekvationen (t.ex. Ω_Λ och Ω_M , se sidorutan om Friedmann-ekvationen) behöver vi knyta Hubble-parametern i ekvationens vänsterled till några *observabler*, dvs. till storheter som är direkt uppmätbara. Som beskrivs i texten används vanligen två metoder: att mäta ljusstyrkor och att mäta vinkelstorlekar.

Luminositetsavstånd och ”standardljuskällor”

Om man känner till den absoluta ljusstyrkan L_{SN} hos en ljuskälla (t.ex. en typ Ia-supernova) kan man uppskatta luminositetsavståndet d_L genom att mäta det observerade ljusflödet F_{obs} :

$$F_{\text{obs}} = \frac{L_{\text{SN}}}{4\pi d_L^2}$$

eftersom fotonerna på avstånd d_L fördelas på en sfärisk yta. I ett expanderande universum beror luminositetsavståndet till ett objekt vid rödförskjutning z_e på integralen av Hubble parametern, $H(z)$:

$$d_L(z_e) = (1 + z_e)c \int_0^{z_e} \frac{dz}{H(z)}$$

För små rödförskjutningar $z_e \ll 1$, kan man göra en serieutveckling och få den linjära Hubble-lagen, $d_L(z) \sim c/H_0 \cdot (z + \dots)$.

Vinkelavstånd och ”standardlinjaler”

Ett objekt med känd längd x upptar på avstånd d_A en vinkel

$$\theta \approx \tan \theta = \frac{x}{d_A}$$

för små vinklar. På liknande sätt som för luminositetsavståndet beror även vinkelavståndet på de kosmologiska parametrarna, men med ett annat z -beroende:

$$d_A(z_e) = \frac{d_L(z_e)}{(1 + z_e)^2}$$

En märklig sak inträffar vid höga rödförskjutningar: från att se mindre och mindre ut vid större avstånd, ser väldigt avlägsna galaxer större och större ut! Det är en effekt som beror på att rumtiden var sammanpressad när ljuset sändes ut och att galaxerna var närmare oss då än de är idag.

Kosmologi med standardljus

Det kan ofta låta som att Edwin Hubble ensam upptäckte att universum expanderar – att ju längre bort en galax ligger, desto större är dess rödförskjutning (eller dess fjärmande ”hastighet”).

Faktum är att svensken Knut Lundmark var snubblande nära redan fem år innan Hubble! Han använde sig av ljusstarka stjärn-utbrott (*novor*) för att bestämma avståndet till Andromeda-galaxen, och bestämde sedan andra galaxers avstånd i förhållande till Andromeda genom att jämföra deras relativa storlekar och ljusstyrkor. Han fann mycket riktigt ett svagt samband mellan avstånd och rödförskjutning, men fäste dessvärre ingen större vikt vid detta. Den katolske prästen Georges Lemaître gjorde 1927 den första mätningen (och korrekta tolkningen) av universums expansion. Han publicerade sina resultat i en liten belgisk tidskrift, vilket gjorde att hans fynd inte blev särskilt känt. Två år senare, 1929, var det mycket riktigt Edwin Hubble som presenterade ett linjärt samband mellan närliggande galaxers avstånd och deras rödförskjutning (eller skenbara fjärmande hastighet): $v \approx c \cdot z = H_0 \cdot d$. Den linjära proportionalitetskonstanten H_0 kallas officiellt sedan ett par år tillbaka för *Hubble-Lemaître-konstanten*.

Istället för novor eller galaxers storlek använde sig Hubble av ett slags pulserande stjärnor, så kallade *Cepheid-variabler*, för att bestämma galaxernas avstånd. Redan 1912 hade Henrietta Swan Leavitt funnit en relation mellan dessa stjärnors pulsations-period och absoluta ljusstyrka efter att ha undersökt tusentals variabla stjärnor i Magellanska molnen. Dessa variabla Cepheid-stjärnor används än idag som standardljus för att mäta avstånd i vårt lokala universum. Men trots att de vid sitt maximum är omkring 10 000 gånger ljusstarkare än solen, är de för ljussvaga för att kunna användas vid större kosmologiska avstånd.

Supernovor – ljusstarka stjärnexplosioner som lyser med 10^6 – 10^{10} gånger solens ljusstyrka – är däremot tillräckligt ljusstarka för att kunna hittas och studeras på mycket stora avstånd. Eftersom stjärnor föds med olika massor, kemisk sammansättning och så vidare, leder det till olika dödsscenarier, med explosioner av varierande ljusstyrka och spektroskopiska egenskaper. Tunga stjärnor exploderar oftast som så kallade *typ II-supernovor*, och har mycket varierande ljusstyrkor. Men det finns en speciell typ av supernova, *typ Ia*, som visar sig ha standardljus-egenskaper. Typ

Ia-supernovor uppstår då en vit dvärgstjärna – dvs. kvarlevan av en relativt lätt stjärna, likt vår egen sol – genom något slags interaktion (massöverföring eller kollision) med en grannstjärna når en kritisk massa på 1,4 solmassor (den s.k. *Chandrasekhar-gränsen*). Då förmår stjärnans kärna inte längre stå emot sin egen gravitation och imploderar, varvid stjärnans yttre delar slungas ut på grund av den energi som frigörs. Eftersom den kritiska massan är densamma för alla supernovor av typ Ia blir också deras maximala ljusstyrka nästan identisk. Genom att studera närbelägna supernovor av denna typ, i galaxer vars avstånd redan är kända genom t.ex. Cepheid-stjärnor, kan man beräkna deras absoluta ljusstyrka vid intensitetsmaximum.

Att kalibrera olika avståndsindikatorer mot varandra kallas ibland ”den kosmologiska avståndsstegen”: först kalibreras avståndet till Cepheid-stjärnor i Vintergatan (genom att mäta deras parallax med t.ex. Gaia-satelliten), sedan mäter man avståndet till närbelägna galaxer som både har en supernova av typ Ia och Cepheider (genom relationen mellan deras pulsations-period och absoluta ljusstyrka), för att slutligen kunna använda typ Ia-supernovor som avståndsindikatorer på kosmologiskt stora avstånd (för stora för att man ska kunna observera Cepheider).

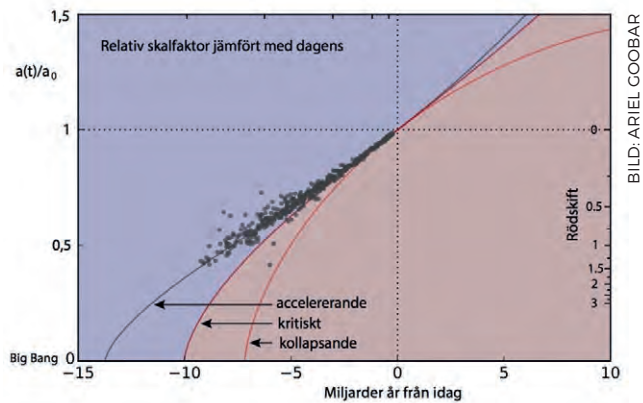
Vanligtvis observeras supernovor i optiska våglängder (dvs. synligt ljus, mellan 300–800 nm), och blir först standardljus efter att deras färger och ljuskurvor har korrigerats ur empiriska data. (Det visar sig exempelvis att supernovor med breda ljuskurvor och blåa färger är mer ljusstarka än supernovor med smala ljuskurvor och röda färger.) Efter korrektionen blir precisionen på avståndet till en enskild supernova ungefär 30%, men med många supernovor kan det statistiska felet reduceras till mindre än 10%. Det var med den här vetenskapen som två oberoende forskarlag – *Supernova Cosmology Project* och *High-Z Supernova Search Team* (Nobelpriset i fysik, 2011) – satte igång sökandet efter verkligt avlägsna supernovor under 1990-talet. Man hoppades kunna mäta uppbrömsningen av universums expansion, men man fann alltså raka motsatsen: de mest avlägsna supernovorna var ljussvagare än vad en kosmologisk modell med bara materia (dvs. utan en kosmologisk konstant) förutsåg!

Många var skeptiska till resultatet, eftersom det fanns andra ”mer naturliga” förklaringar till att supernovorna var ljussvagare än förväntat. En tidig hypotes var att en del av ljuset från dem ab-

sorberades av kosmiskt stoft längs vägen. Kosmiskt stoft är mikrometerstora partiklar, vars egenskaper att absorbera och sprida ljus är väl kända både från vår egen galax och i supernovornas värdgalaxer, och detta är också något som korrigeras för i mätningarna. Man har också oroat sig för saker som att de vita dvärgstjärnorna som exploderar i vår närhet kanske inte är exakt likadana som de i det tidiga universum, eller att den empiriska standardiseringsprocessen introducerar systematiska fel i den kosmologiska analysen.

Det visar sig dock att typ Ia-supernovor verkligen är äkta standardljus – även utan att man behöver göra några empiriska ljuskurve-korrekktioner – men i infraröda våglängder (omkring 1–2 mikrometer). Infraröda observationer har dessutom fördelen att den ljusreducerande effekten av stoft minimeras. En nackdel är dock att observationerna är mycket tidsödande från markbaserade teleskop på grund av störningar från jordens atmosfär.

De första mätningarna av universums accelererande expansion utfördes 1998–1999 och använde sig av 42 stycken supernovor. Dagens största sammanställning av supernova-data inkluderar över 1 000 supernovor från olika teleskop, och går ut till betydligt högre rödförskjutningar än tidigare. Resultatet står sig, och med allt större säkerhet kan vi konstatera att universums expansion började accelerera för omkring 5 miljarder år sedan, se figur 2.



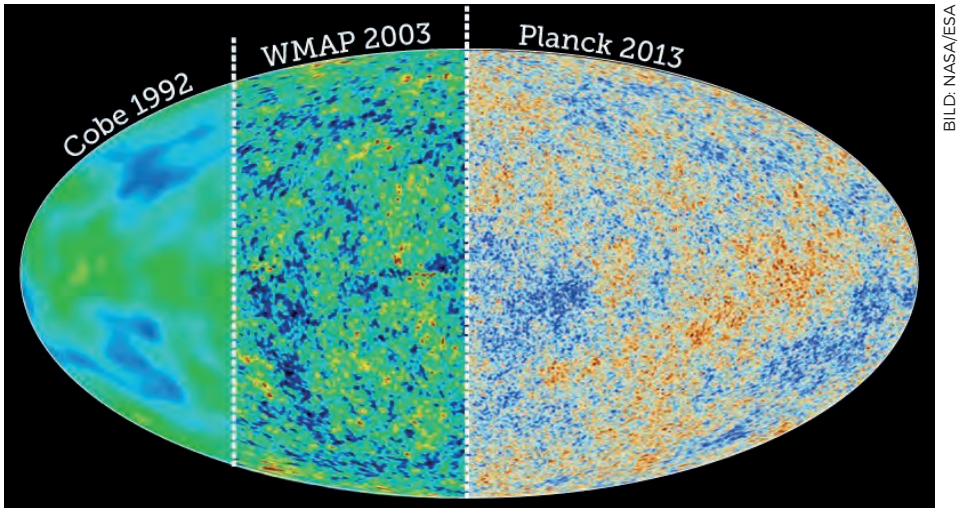
Figur 2: Figuren visar hur universums storlek representerad på den vertikala axeln av skalfaktorn $a(t)$ (normerad med dagens värde, dvs. så att $a_0 \equiv 1$) varierar som funktion av tiden avsatt på den horisontella axeln. På den vertikala skalan till höger syns motsvarande rödsift. Typ Ia-supernovor (datapunkterna) mellan rödförskjutning $z=0$ till 1,6 visar att endast modeller där universums expansion började accelerera för cirka 5 miljarder år sedan ger en bra beskrivning av observationerna.

Kosmologi med standardlinjaler

Att hitta ett astronomiskt objekt som kan användas som standardlinjal – alltså ett objekt med känd längd – och som dessutom går att studera på stora avstånd är inte heller enkelt. Galaxers fysiska storlek är till exempel svårdefinierade och varierar kraftigt mellan dvärggalaxer och massiva spiralgalaxer. De bästa standardlinjalerna vi har idag kommer istället från *den kosmiska mikrovågsbakgrunden* (CMB) och från så kallade *baryon-akustiska oscillationer* (BAO).

Den kosmiska mikrovågsbakgrunden är rest-strålningen av det heta och ogenomskinliga plasma som fyllde universum strax efter Big Bang. Allteftersom universum expanderade, kylde ur-soppan av fotoner, baryonisk och mörk materia ner till en temperatur omkring 3 000 K, tillräckligt svalt för att elektriskt neutrala atomer skulle kunna bildas. Efter detta kunde fotonerna röra sig fritt och universum blev transparent! Denna epok brukar kallas *rekombination* – ett illa valt namn eftersom ingen ”kombination” av atomer skett tidigare! – och inträffade när universum var cirka 400 000 år gammalt (och vid ett rödsift $z \sim 1\,100$). Hela universum badar i dessa fotoner, som genom den fortsatta expansionen har spänts ut och rödförskjutits till millimeter-våglängder med ett närmast perfekt svartkroppsspektrum med temperatur $T = 2,72548 \pm 0,00057$ K.

Det första man kan förvånas av är att temperaturen hos denna bakgrundsstrålning är densamma i vilken riktning man än tittar – så när som på ytterst små temperaturfluktuationer i storleksordningen 10^{-5} K. Fluktuationerna har uppmätts av COBE (Nobelpris i fysik 2006), WMAP och nu senast med Planck-satelliten, med allt högre precision (se figur 3). Dessa temperaturvariationer speglar de små täthetsfluktuationer som fanns i materian före rekombinationstiden. Övertäta regioner drogs samman ytterligare under sin egen gravitation, vilket fick trycket och temperaturen att öka i dessa områden. När trycket ökade gav detta upphov till sfäriska oscillationer – dvs. svängningar, likt ljudvågor – i plasmat. Sedan rekombinationstiden är dessa oscillationer ”infrusna” i bakgrundsstrålningen, och genom att studera vinkelfördelningen av temperaturfluktuationerna kan vi utröna en karakteristisk längdskala, den så kallade *ljudhorisonten* ($r_* = 144,61 \pm 0,49$ Mpc, vid tiden för rekombinationen).



Figur 3: Temperaturfluktuationer i den kosmiska mikrovågsbakgrunden, uppmätta med COBE, WMAP respektive Planck-satelliterna. Det fläckiga mönstret avspeglar de täthetsvariationer som fanns i urplasmats vid rekombinationstiden för nästan 14 miljarder år sedan. Den allt högre upplösningen låter oss bestämma bland annat universums ålder, krökning och energiinnehåll med allt större noggrannhet.

Efter rekombinationen kunde som sagt CMB-fotonerna färdas obehindrat genom rymden, utan vidare växelverkan med materia. Den baryoniska och mörka materian fortsatte däremot att klumpa ihop sig, och bildade senare de storskaliga strukturer och galaxer som vi observerar idag. Faktum är att ljudhorisontens längdskala finns inpräntad även i galaxernas fördelning, om än mycket mer subtilt än i CMB. I stora galaxkartläggningar, såsom *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) och *Dark Energy Survey* (DES), kan man med hjälp av statistiska verktyg mäta separationerna mellan ett stort antal galaxer vid en given rödförskjutning. Figur 4, som är kraftigt överdriven, illustrerar principen: varje galax är omgiven av en ”sfärisk täthetsvåg”, och dessa vågor – de baryon-akustiska oscillationerna, BAO – är överlagrade varandra likt vågmönstret just efter att man har kastat en näve grus i vattnet. BAO har visat sig vara en mycket effektiv metod för att mäta både universums expansion och Hubble-parametern. Samtidigt är det en mycket tidskrävande och kostsam teknik, som kräver kartläggning och spektroskopisk analys av miljontals ljussvaga galaxer.

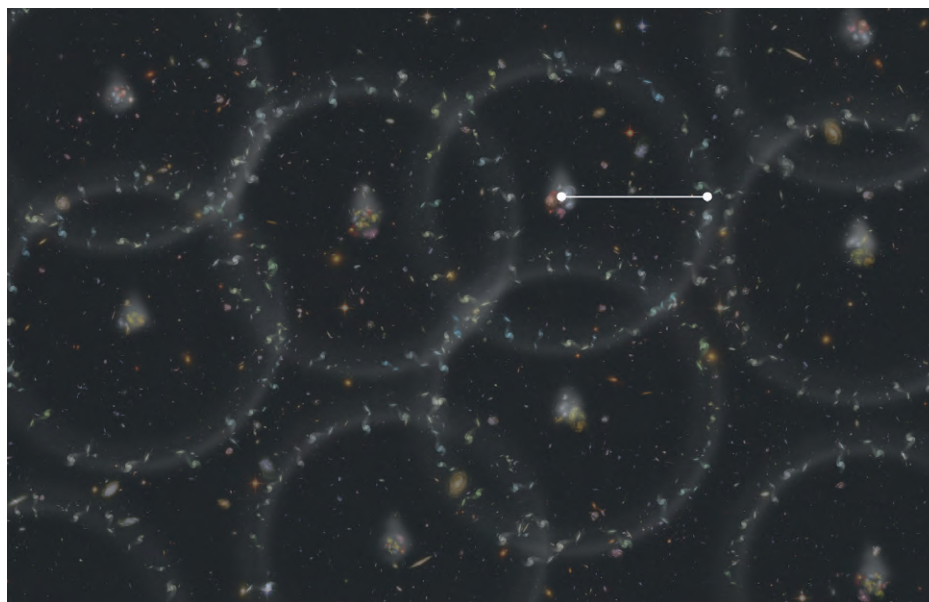


BILD: ZOSIA ROSTOMIAN, SDSS-II / BOSS-KOLLABORATIONEN

Figur 4: Illustration (kraftigt överdriven) av hur galaxfördelningen i det sena universum innehåller information om täthetsfluktuationer i det tidiga universum. Genom att med statistiska verktyg mäta vinkeln $\theta(z)$ mellan varje galax vid ett givet rödsnitt z och den överanhopning av granngalaxer som finns på ett avstånd om cirka 150 Mpc (den första vågtoppen i de baryoniska ljud-oscillationerna) kan man mäta vinkelavståndet, $d_A(z)$ (se sidorutan om avståndsindikatorer) och därigenom de kosmologiska parametrarna.

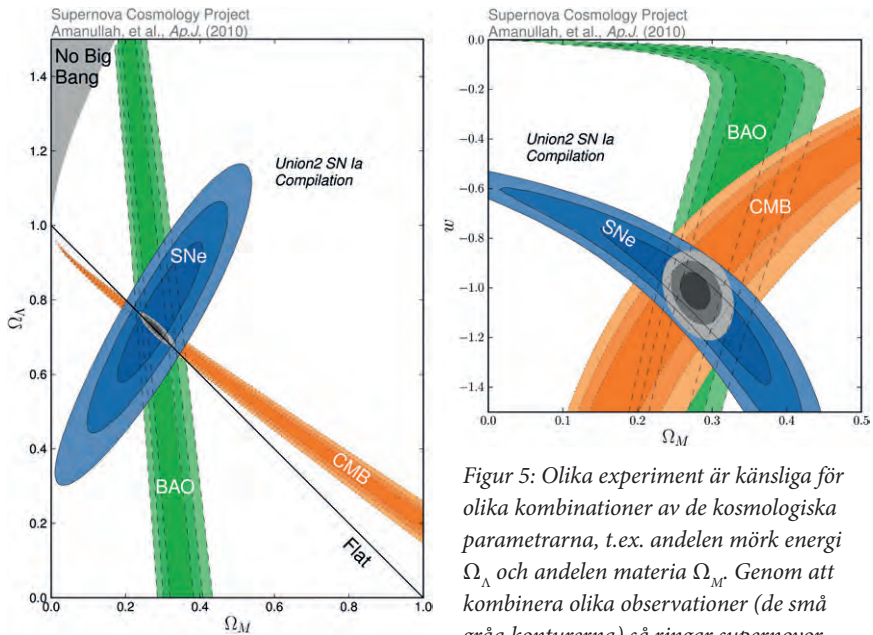
När man kombinerar de senaste mätningarna från typ Ia-supernovor, CMB och BAO erhåller man en mycket samstämmig bild. I figur 5 framgår hur mätningarna kompletterar varandra, eftersom de är känsliga för olika kombinationer av de kosmologiska parametrarna. I det vänstra diagrammet i figuren framgår att man har bestämt andelen mörk energi $\Omega_\Lambda = 0,69$ och andelen materia $\Omega_M = 0,31$ (se vidare sidorutan om Friedmann-ekvationen). Tack vare kombinationen av olika mätningar är mätfelen i dessa värden begränsade till cirka 1%. Universums energiinnehåll domineras alltså till nästan 70% av ett slags mörk energi! Och av andelen materia (Ω_M) är det mesta mörk materia. Alla stjärnor, all gas och stoft som vi kan se utgör bara omkring 4% av all energi i universum.

Det högra diagrammet i figur 5 visar på liknande sätt hur tillståndsparametern för den mörka energin (alltså förhållandet mellan dess tryck och dess energitäthet, se sidorutan om Fried-

mann-ekvationen), $w = -1,03 \pm 0,04$, begränsas av supernovamätningar tillsammans med data från CMB och BAO. Observationerna är förenliga med att den mörka energin skulle förklaras av Einsteins kosmologiska konstant Λ (som har $w = -1$), men i dagsläget kan man inte utesluta att den accelererande expansionen beror på alternativa modeller för den mörka energin – modeller som kan ha $w \neq -1$ eller till och med ett tidsberoende w .

En mörk framtid?

Bokstavligt talat går vi en mörk framtid till mötes: den mörka energins repellerande kraft kommer få universum att expandera fortare och fortare, och till slut kommer det utvidga sig så snabbt att ljuset från de närmaste galaxerna inte längre når oss. Framtidens astronomer kommer att stirra ut i ett becks svart, till synes tomt, universum!



Figur 5: Olika experiment är känsliga för olika kombinationer av de kosmologiska parametrarna, t.ex. andelen mörk energi Ω_Λ och andelen materia Ω_M . Genom att kombinera olika observationer (de små gråa konturerna) så ringar supernovor

(blå konturer), CMB (orangea konturer) och BAO (gröna konturer) in de kosmologiska parametrarna. I diagrammet till vänster syn hur andelen mörk energi Ω_Λ och andelen (mörk + baryonisk) materia Ω_M kan bestämmas på detta sätt till omkring 70% respektive 30%. På samma sätt visas till höger hur tillståndsekvationen, $w=P/\rho$, för den mörka energin kan bestämmas och begränsas till ett värde $w \approx -1$, genom att kombinera data från supernovor, CMB och BAO. (Figurer från Amanullah et al., *The Astrophysical Journal* **716**(1), 712 (2010) (DOI: 10.1088/0004-637X/716/1/712).)

Dagens astronomer går däremot en ljusare framtid till mötes – smörgåsbordet av kosmologiska observationer växer nämligen stadigt! De observationella metoderna för att mäta universums expansion som hittills nämnts (supernovor, CMB och BAO) är som sill och potatis på kosmologens smörgåsbord. Under det närmaste decenniet kommer antalet välobserverade supernovor att växa lavinartat med nya teleskop som till exempel *Large Synoptic Survey Telescope* som är under uppbyggnad i Chile, och vi kan även förvänta oss nya mätningar av exempelvis BAO vid allt högre rödförskjutningar.

De senaste årens alltmer precisa mätningar har ringat in Hubble-Lemaître-konstanten H_0 med allt större noggrannhet. Sedan Lundmarks, Lemaîtres och Hubbles dagar har H_0 uppskattats med allt från värden på 500, till värden som länge pendlat mellan 100 och 50, för att nu börja stabiliseras omkring 70 (km/s)/Mpc. De absolut senaste mätningarna av närliggande supernovor ger $H_0 = 73,24 \pm 1,74$ (km/s)/Mpc, medan de från Planck-satellitens observationer av den kosmiska mikrovågsbakgrunden ger $H_0 = 67,74 \pm 0,46$ (km/s)/Mpc. Dessa värden ligger *väldigt* nära varandra, men de är ändå tillräckligt olika för att ge kosmologer huvudbry – de skiljer sig med över 5 standardavvikelser, om man får tro felangivelserna. Varför ger observationer av det sena universum (dvs. av närliggande supernovor) och det tidiga universum (dvs. av CMB, vid $z \sim 1100$) inte samma värde på H_0 ? Detta ”Hubble-trubbel” kan i värsta fall tyda på att det finns systematiska fel i analyserna som man inte tagit hänsyn till (kanske är kalibreringen av avståndsstegen felaktig?) eller i bästa fall leda till ny fysik (exempelvis har modeller med ”tidig mörk energi” föreslagits som lösning).

Två lovande tekniker för att få rätsida på detta Hubble-trubbel har nyligen demonstrerats.

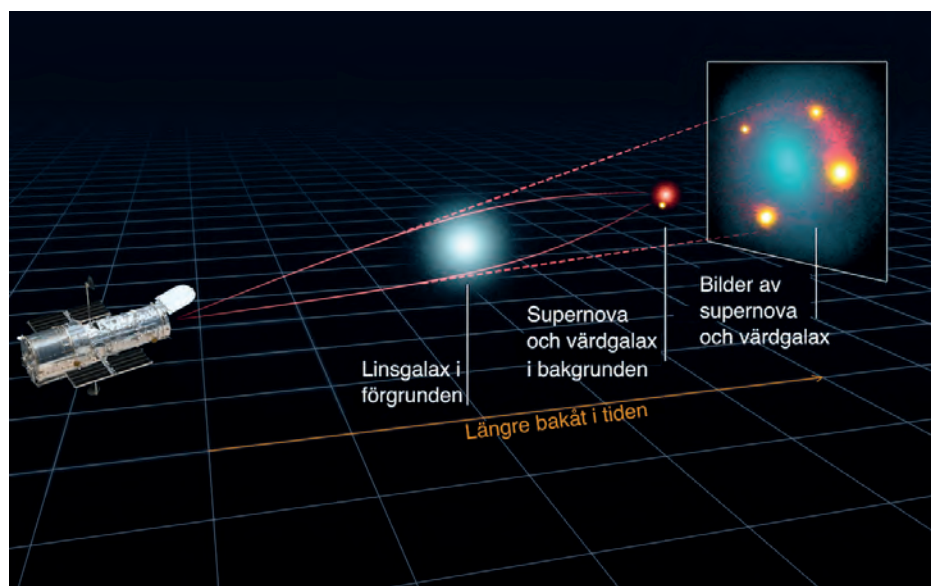
Den första tekniken involverar något som kallas *standard-sirener*, och bygger på den information man kan få ut av att analysera gravitationsvågor från kolliderande neutronstjärnor, tillsammans med den elektromagnetiska strålningen från dem. Metoden föreslogs av Bernard Schutz redan år 1986, men det dröjde nästan 30 år innan man lyckades detektera gravitationsvågor (med gravitationsvågsdetektorn LIGO år 2015, Nobelpris i fysik 2017) – och dessa vågor kom då inte från neutronstjärnor utan från kolliderande svarta hål. Den 17:e Augusti 2017 observerades för första

gången, av LIGO och VIRGO, gravitationsvågor från en kollision mellan två neutronstjärnor. Kollisionen gav inte bara upphov till gravitationsvågor utan också till elektromagnetiskt ljus – en så kallad *kilonova*, eftersom dess ljusstyrka ligger mellan novor och supernovor. Tack vare ljuset från kilonovan, kunde man lokalisera objektet och dess värdgalax och mäta dess rödförskjutning. Det visar sig att amplituden hos gravitationsvågorna, dvs. ”ljudstyrkan”, från två kolliderande kompakta objekt ger ett direkt mått på avståndet till dem, till skillnad från supernovor vars absoluta ljusstyrka måste kalibreras mot den kosmiska avståndsstegen¹. Värt att nämnas är också att gravitationsvågorna och det elektromagnetiska ljuset från kilonovan detekterades samtidigt, vilket betyder att gravitationsvågor fortplantar sig med ljusets hastighet. På så sätt kan vi utesluta många modifierade gravitationsteorier med en massiv graviton (där gravitationsvågorna skulle fortplanta sig långsammare). Fler sådana objekt på större avstånd – som vi kommer att kunna se med nästa generations gravitationsvågsexperiment – kommer att ge oss oberoende mätningar av H_0 , fristående från den kosmiska avståndsstegen.

Den andra tekniken går ut på att mäta H_0 genom att använda stark gravitationslinsning. Einsteins allmänna relativitetsteori förutsäger att massiva objekt, såsom galaxer, kan få ljuset från astronomiska objekt bakom dem att böja av. Likt vanliga optiska linser, kan en gravitationslins fokusera (dvs. förstärka) ljus, men den kan också ge upphov till flera bilder av ett bakomliggande objekt. Eftersom de olika bildernas ljus färdas lite olika sträckor, kan man även mäta en tidsskillnad mellan bilderna från samma källa. För att fastställa denna tidsskillnad krävs att den bakomliggande källan har en ljusstyrka som varierar i tiden – vilket ju är fallet om det till exempel är en supernova. Den norske astronomen Sjur Refsdal insåg 1964 att om man hittar en starkt linsad supernova, så att man kan mäta denna tidsskillnad Δt mellan de multipla bilderna av den, så kan man använda detta för att bestämma H_0 – återigen utan att behöva den kosmiska avståndsstegen.

1979 upptäcktes den första starka gravitationslinsen, där den mellanliggande lins-galaxen gav upphov till två bilder av en bakomliggande kvasar. Kvasarer är extremt ljusstarka aktiva galax-

¹ Se vidare D. Holz, S. Hughes, B. Schutz, *Measuring cosmic distances with standard sirens*, Physics Today 71(12), 34 (2018). Tillgänglig via <https://physicstoday.scitation.org/doi/full/10.1063/PT.3.4090>.



Figur 6. Genom att observera starkt linsade objekt vars ljusintensitet varierar med tiden (som supernovan iPTF16geu, eller kvasarer) kan man mäta tidsskillnaden mellan de multipla bilderna och därigenom få ett mått på Hubble-konstanten H_0 . (Figur från ALMA (ESO/NRAO/NAOJ), L. Calcada (ESO), Y. Hezaveh et al, modifierad av J. Johansson.)

kärnor, vars supermassiva svarta hål drar till sig stora mängder material från omgivningen. Sedan dess har man upptäckt flera system med starkt linsade kvasarer, och genom att studera de små oregelbundna variationerna i kvasarernas ljusstyrka, ibland under flera års observationer, har man kunnat mäta tidsskillnaderna mellan kvasarbilderna, och således H_0 . De senaste resultaten från H0LiCOW-kollaborationen, som använder observationer av sex olika linsade kvasarer, ger en uppskattning av H_0 som är nästan identisk med värdet från supernova-mätningarna. Det kom att dröja mer än 50 år från Refsdals ursprungliga idé, till att de första starkt linsade supernovorna upptäcktes: "SN Refsdal" år 2015 och iPTF16geu året därpå (se figur 6). Förhoppningen är att fler välobserverade, starkt linsade typ Ia-supernovor ska kunna ge oss ännu bättre uppskattningar av H_0 , eftersom deras faktiska ljusstyrkor, färger och tidsutveckling är bättre kända än kvasarernas.

Trots att det skaver i uppskattningarna av Hubble-konstanten H_0 är det svårt att rucka på den kosmologiska standardmodellen: ett universum som är 13,8 miljarder år gammalt och vars expansi-

on började accelerera för cirka 5 miljarder år sedan, beskrivs enklast av en modell där energitätheten idag till cirka 69% domineras av en kosmologisk konstant, och där resten – cirka 31% – utgörs av materia (vanlig materia, strålning och mörk materia).

Det som fortsätter att gäcka kosmologer, och kanske främst teoretiska fysiker, är en ”naturlig” förklaring till vad som skulle kunna driva den accelererande expansionen. Är det Einsteins kosmologiska konstant Λ , och i så fall, varför har den just det värde som vi observerar?² Eller beskrivs observationerna bättre av någon annan teoretisk modell för den mörka energin? ❖

För vidare läsning

Barbara Ryden, *Introduction to Cosmology* (Cambridge University Press, 2017)

Physical cosmology, Nobelkommitténs artikel om årets Nobelpris i fysik till James Peebles, tillgänglig via <https://www.nobelprize.org/uploads/2019/10/advanced-physicsprize2019-3.pdf>

² En möjlig förklaring skulle kunna vara den så kallade *antropiska principen*. Se vidare Martin Sahléns artikel i denna Kosmos.