

# Wstęp

## Wszechświat przed i po Eddingtonie

### I

Wielkie odkrycia są często dokonywane przypadkowo. Krzysztof Kolumb, rozpoczynając swoją wyprawę, która miała wytyczyć nową drogę do Indii i jednocześnie potwierdzić, że Ziemia jest kulą, jak już wówczas w świątłych kręgach powszechnie sądzono, nie przypuszczał, iż napotka nieznaną kontynent – Amerykę. Nie znalazł jednak nowej drogi do Indii i nie udało mu się opłynąć kuli ziemskiej; zrobił to dopiero kilkanaście lat później Magellan. Niemniej wyprawa Kolumba rozpoczęła burzliwy okres odkryć geograficznych. Kula ziemska poszerzyła się o nowe kontynenty, a na mapach pojawiły się nowe morza, nowe archipelagi i nowe wyspy.

Początek XX wieku to okres wielkich odkryć naukowych, które radykalnie zmieniły nasze wyobrażenia o otaczającym nas świecie. Przyjęcie Maxa Plancka, że energia może być przekazywana tylko w określonych porcjach, doprowadziło do powstania mechaniki kwantowej – nowego sposobu opisu zjawisk zachodzących w mikroświecie. Kilka lat później Albert Einstein stworzył szczególną teorię względności – odrzucił wprowadzoną przez Newtona koncepcję absolutnego czasu oraz absolutnej przestrzeni i zastąpił ją czterowymiarową czasoprzestrzenią, w której rozróżnienie czasu i przestrzeni zależy od obserwatora. W tej nowej teorii czasu i przestrzeni szczególną rolę odgrywają sy-

gnały świetlne. W czasoprzestrzeni sygnały świetlne poruszają się po trajektoriach, które nie zależą od tego, w jaki sposób różni obserwatorzy wprowadzają swoje specyficzne rozdzielanie czasoprzestrzeni na czas i przestrzeń. Tę własność sygnałów świetlnych można też opisać inaczej, stwierdzając, że prędkość światła nie zależy od względnego ruchu źródła światła i obserwatora. Innymi słowy, prędkość światła jest taka sama dla wszystkich obserwatorów i jest nowym absolutnym elementem teorii. Jednym z pierwszych ważnych wniosków, wynikających ze szczególnej teorii względności, był słynny wzór  $E = mc^2$ , wprowadzający równoważność energii i masy. Rozpoczął się okres szybkiego rozwoju fizyki i techniki, który trwa do dzisiaj.

Nieco wcześniej, bo w połowie XIX stulecia, Gustav Kirchhoff i Robert Bunsen stwierdzili, że atom pobudzony do świecenia emituje światło tylko o określonych, charakterystycznych długościach fal. To ważne odkrycie otworzyło nowe możliwości badania gwiazd. Okazało się bowiem, że obserwując z Ziemi światło dalekich gwiazd, potrafimy określić skład chemiczny i temperaturę ich atmosfer oraz prędkości, z jakimi się do nas przybliżają lub od nas oddalają. Widma gwiazd są więc nieocenionym źródłem informacji o tych bardzo dalekich obiektach astronomicznych. Rozpoczął się złoty wiek astronomii gwiazdowej. Aby badać widma dalekich gwiazd, trzeba korzystać z teleskopów o jak największej średnicy zwierciadła. W ten sposób pojawił się istotny pretekst, by budować coraz większe instrumenty. Jeden z ważnych otwartych problemów, który można było rozstrzygnąć tylko obserwacyjnie, dotyczył rozkładu gwiazd w przestrzeni i pytania, co znajduje się poza granicami naszej Galaktyki – Drogi Mlecznej. Na początku XX wieku astronomowie nie byli w stanie jednoznacznie rozwiązać tego problemu. Istniały dwa punkty widzenia. Niektórzy uważali, że Droga Mleczna jest jedynym ogromnym skupiskiem gwiazd, jakie istnieje we wszechświecie, choć dopuszczali możliwość, że gwiazdy znajdują się także poza jej granicami. Inni sądzili, że wszechświat jest wypełniony takimi wielkimi skupiskami gwiazd – galaktykami; jedną z nich byłaby Droga Mleczna.

Vesto Slipher, który w 1912 roku rozpoczął badanie mgławic spiralnych – enigmatycznych obłoków, przypominających wiry na wodzie – zapewne nie zdawał sobie sprawy z tego, że zapuszcza się w dziewicze obszary wszechświata. Slipher zdobył duże doświadczenie spektrograficzne, prowadząc pomiary prędkości obrotu planet. Korzystając ze średniej wielkości teleskopu o średnicy zaledwie 60 cm, który jednak znajdował się w górach w Arizonie, gdzie warunki obserwacyjne były bardzo dobre, i do którego miał praktycznie nieograniczony dostęp, Slipher powoli, ale systematycznie rejestrował widma mgławic spiralnych. Po dwóch latach obserwacji zebrał widma 14 mgławic. Okazało się, że mgławice poruszają się z bardzo dużymi prędkościami, znacznie większymi od typowych prędkości ruchów własnych gwiazd; poza tym większość mgławic oddala się od nas. Slipher kontynuował te badania przez kilkanaście następnych lat i zdołał zmierzyć prędkości około 40 mgławic.

Niemal zaraz po sformułowaniu w 1905 roku szczególnej teorii względności Albert Einstein rozpoczął poszukiwanie nowej teorii grawitacji. Zgodnie z prawem powszechnego ciężenia Newtona oddziaływania grawitacyjne rozchodzą się z nieskończoną prędkością, co pozostaje w jawnej sprzeczności z podstawowym postulatem szczególnej teorii względności o skończonej prędkości rozprzestrzeniania się wszystkich oddziaływań fizycznych. Ogólna teorii względności – nowa relatywistyczna teoria grawitacji, według której oddziaływania grawitacyjne rozchodzą się ze skończoną prędkością równą prędkości światła – została w swojej ostatecznej postaci opublikowana przez Einsteina w 1916 roku. Einstein zdawał sobie sprawę z fundamentalnego znaczenia ogólnej teorii względności i jej uniwersalności. Kuszącym problemem było zastosowanie tej nowej teorii grawitacji, uzależniającej własności czasoprzestrzeni od rozkładu materii, do badania podstawowych właściwości całego wszechświata.

Jak już wspominaliśmy, w tym czasie astronomowie nie wiedzieli jeszcze o istnieniu innych galaktyk i zwykle wszechświat utożsamiali z Dro-

gą Mleczną – olbrzymim spłaszczonym skupiskiem gwiazd – dopuszczając jednak możliwość, że wszechświat jest większy. Ponieważ obserwowane ruchy własne gwiazd były niewielkie, powszechnie przypuszczano, że wszechświat jako całość jest statyczny. Aby taki układ gwiazd mógł być statyczny, siły wzajemnego przyciągania grawitacyjnego powinny równoważyć jakąś nieznaną siłę odpychającą. Chcąc pogodzić te poglądy astronomów na strukturę wszechświata z równaniami ogólnej teorii względności, Einstein zdecydował się na radykalny krok i zmodyfikował swoje równania: wprowadził nową uniwersalną siłę odpychającą, którą nazwał stałą kosmologiczną. Przyjmując dodatkowo, że wszechświat jest przestrzennie skończony i ma geometrię trójwymiarowej sfery, znalazł algebraiczny związek, który łączył promień tej sfery ze średnią gęstością materii we wszechświecie. Pozwoliło to na powiązanie wartości stałej kosmologicznej z rozmiarami wszechświata. Einstein był bardzo dumny ze swojego modelu, w którym jedynym parametrem pozostającym do wyznaczenia na drodze obserwacji była średnia gęstość materii we wszechświecie. Gdy tylko astronomowie określą wartość tego ważnego parametru kosmologicznego, będzie można obliczyć rozmiary wszechświata i jego masę.

Istniał jeszcze jeden powód, można powiedzieć – czysto filozoficzny, który skłonił Einsteina do wprowadzenia stałej kosmologicznej. Zgodnie z poglądami Ernsta Macha, austriackiego fizyka i filozofa, źródłem bezwładności ciał są ich wzajemne oddziaływania i w hipotetycznym wszechświecie, w którym istnieje tylko jedno ciało, nie można mówić o bezwładności. W języku ogólnej teorii względności postulat Macha oznacza, że bez materii czasoprzestrzeń nie może istnieć. Na pierwszy rzut oka wydawało się, że równania ogólnej teorii względności bez materii, ale ze stałą kosmologiczną, nie mają nietrywialnych rozwiązań. Kilka miesięcy po ukazaniu się kosmologicznej pracy Einsteina holenderski astronom Willem de Sitter wykazał, że równania ogólnej teorii względności ze stałą kosmologiczną, ale bez materii, mają nietrywialne rozwiązania o nietrywialnych własnościach.

Czasoprzestrzeń znaleziona przez de Sittera wydawała się statyczna, ale jeżeli umieścić w niej cząstkę próbną, to będzie się ona oddalała od obserwatora (początku układu odniesienia) z prędkością proporcjonalną do odległości. Własność tę posiadały również zegary „próbne” i w porównaniu z zegarem obserwatora wszystkie inne zegary będą się spóźniały, a opóźnienie będzie tym większe, im większa jest odległość między zegarami. Dla astronomów oznaczało to, że światło pochodzące od odległych galaktyk będzie przesunięte ku czerwieni – tym bardziej, im dalej znajduje się galaktyka.

W Europie trwała jeszcze pierwsza wojna światowa i zainteresowanie nowymi modelami wszechświata było bardzo ograniczone.

W 1921 roku nikomu jeszcze wówczas nieznanemu rosyjski matematyk Aleksander Friedman przyjął, że materia wszechświata jest rozłożona jednorodnie oraz izotropowo, i korzystając z tego bardzo ważnego upraszczającego założenia, rozwiązał równania Einsteina bez stałej kosmologicznej. Pokazał, że taki wszechświat zmienia się w czasie – ewoluuje; co więcej, musiał mieć początek. Wyniki swoich badań Friedman opublikował w dwóch artykułach. Te bardzo ważne prace przez wiele lat pozostawały niezauważone.

W czasie, kiedy powstawały prace Friedmana, w Stanach Zjednoczonych prowadzono intensywne badania mgławic spiralnych. Korzystając z największego wówczas teleskopu optycznego, zainstalowanego na Mount Wilson w Kalifornii, Edwin Hubble odkrył, że mgławica spiralna w Andromedzie składa się z gwiazd. Wkrótce potem wśród tych gwiazd wypatrzył szczególnego rodzaju gwiazdy zmienne – cefeidy. Gwiazdy te okresowo, a przy tym w charakterystyczny sposób, zmieniają swoją jasność. Cefeidy dostrzeżono również w Obłokach Magellana, Małym i Dużym, i stwierdzono empirycznie, że okres zmian jasności tych gwiazd jest proporcjonalny do ich jasności absolutnej. Dzięki tej zależności cefeidy stały się bardzo ważnym źródłem informacji o odległościach do układów gwiazd, w których dawało się je zaobserwować. Korzystając z tej metody

wyznaczania odległości, Hubble stwierdził, że mgławica w Andromedzie znajduje się daleko poza granicami Drogi Mlecznej. Okazało się, że obiekty, które dotychczas identyfikowano jako mgławice spiralne, są w istocie układami złożonymi z bardzo wielu gwiazd, ale znajdują się tak daleko, iż pojedyncze gwiazdy można w nich zaobserwować tylko za pomocą bardzo dużych teleskopów. W ten sposób Hubble odkrył bogaty i różnorodny świat galaktyk, a granice poznawalnego wszechświata rozszerzyły się niewyobrażalnie.

W 1929 roku, gdy Hubble zmierzył odległości do kilkudziesięciu innych galaktyk, sporządził bardzo prosty wykres, odkładając na jednej osi odległość, a na drugiej prędkość, z jaką galaktyka się oddala. Stwierdził, że zależność prędkości ucieczki ( $v$ ) od odległości ( $d$ ) jest liniowa, czyli  $v = H \cdot d$ . Współczynnik proporcjonalności  $H$  w tej relacji nazywa się obecnie stałą Hubble'a. Stała Hubble'a ma wymiar odwrotności czasu, a zatem odwrotność stałej Hubble'a można uznać za miarę wieku wszechświata. Z pierwszych pomiarów stałej Hubble'a wynikało, że wiek wszechświata nie przekracza dwóch miliardów lat, co już wówczas wzbudzało kontrowersje.

Gdy na początku lat trzydziestych okazało się, że wszechświat się rozszerza, a więc nie jest statyczny, Einstein zrezygnował z propagowania stałej kosmologicznej i pomysł, aby ją wprowadzić, uznał za swoją największą pomyłkę. Gdyby bowiem w 1917 roku zawierzył swoim równaniom, a nie opinii astronomów, zapewne stwierdziłby, że wszechświat nie może być statyczny – musi się zmieniać, ewoluować.

Upłynęło jeszcze kilka lat, zanim astronomowie zdali sobie sprawę z wagi odkrycia Hubble'a i zaakceptowali fakt rozszerzania się wszechświata. Dużą rolę w wyjaśnianiu subtelnych różnic między potocznym pojmowaniem „rozbiegania się” galaktyk a rozszerzającym się wszechświatem – co sprawia, że przestrzeń między galaktykami podlega ekspansji, a więc odległości między nimi rosną – odegrali Georges Lemaître, Arthur Eddington i wspomniany już de Sitter. Po odkryciach Hubble'a astronomowie sku-

pili się na badaniu i klasyfikacji galaktyk, a kosmologowie poszukiwali odpowiedzi na pytanie, dlaczego wszechświat się rozszerza. Książka Eddingtona *Czy wszechświat się rozszerza?* bardzo dobrze oddaje atmosferę badań kosmologicznych i problemów dyskutowanych na początku lat trzydziestych XX wieku.

Edwin Hubble, odkrywca świata galaktyk, resztę swojego życia poświęcił na jego zgłębianie. Po zebraniu dużego materiału obserwacyjnego wprowadził klasyfikację galaktyk, która jest używana do dzisiaj. Hubble podzielił galaktyki na eliptyczne, spiralne, spiralne z poprzeczką i nieregularne. Obecnie uważa się, że nasza Galaktyka – Droga Mleczna – jest galaktyką spiralną z poprzeczką. Hubble badał też przestrzenny rozkład galaktyk i wykazał, że w przestrzeni galaktyki są rozłożone jednorodnie. Ten obserwacyjny fakt *a posteriori* uzasadniał założenia zrobione przez Einsteina, Friedmana i Lemaître'a przy opracowywaniu ich modeli kosmologicznych. Wielkim wyzwaniem dla obserwacyjnej kosmologii pozostawało wyznaczenie podstawowych parametrów określających własności wszechświata: stałej Hubble'a i średniej gęstości materii we wszechświecie.

## II

Badania kosmologiczne ruszyły z nowym impetem zaraz po zakończeniu drugiej wojny światowej. Model ewoluującego wszechświata Friedmana przewidywał, że wszechświat miał początek. Skoro obecnie wszechświat się rozszerza, to gdy będziemy cofać się w czasie, średnia odległość między galaktykami powinna maleć. Dostatecznie blisko stanu początkowego galaktyki nie mogły istnieć – zlewały się ze sobą. Jeżeli założymy, że we wszechświecie obowiązuje zasada zachowania materii, innymi słowy, że materia nie może spontanicznie powstawać z niczego ani znikać (choć oczywiście możliwa jest zamiana jednych form materii w inne) – co wydaje się rozsądne, gdyż do tej pory nie odkryto żadnego zjawiska naruszającego tę zasadę – to w chwili początkowej średnia gęstość materii we

wszechświecie była nieskończona. Ów fakt obecności w momencie powstawania wszechświata stanu osobliwego o nieskończonej gęstości materii wywoływał burzliwe dyskusje. Aby uniknąć tego osobliwego stanu, w Anglii i Stanach Zjednoczonych zaproponowano nowy model kosmologiczny, nazwany modelem stanu stacjonarnego. Zyskał on sporą popularność. W modelu tym nadal przyjmowano, że wszechświat się rozszerza i że jest wypełniony materią w sposób jednorodny oraz izotropowy, ale dopuszczono możliwość spontanicznej kreacji materii, i to w taki sposób, aby średnia gęstość materii pozostawała niezmienna pomimo rozszerzania się wszechświata.

Odmienny punkt widzenia propagował George Gamow – Rosjanin, który po kilku latach tułaczki po Europie w połowie lat trzydziestych osiadł w Stanach Zjednoczonych i aktywnie uczestniczył w realizacji programu budowy pierwszej bomby wodorowej. Gamow na serio potraktował początkowy osobliwy stan wszechświata i wyciągnął z tego bardzo ważne fizyczne wnioski. Uznał mianowicie, że w pobliżu stanu osobliwego materia była nie tylko bardzo gęsta, ale także niezwykle gorąca. W tym początkowym stanie nie mogły istnieć nie tylko atomy, lecz nawet jądra atomowe. Wszechświat wypełniała wówczas bardzo gorąca mieszanina protonów, neutronów, elektronów i fotonów. Ta egzotyczna materia początkowo rozszerzała się bardzo szybko, a więc jej średnia gęstość malała, i jednocześnie stygła. Taki obraz bardzo wczesnych etapów ewolucji wszechświata Fred Hoyle, jeden z twórców teorii stanu stacjonarnego, nazwał modelem Wielkiego Wybuchu.

Gamow, niezrażony początkowym sceptycznym przyjęciem tego modelu, badał jego fizyczne konsekwencje. Doświadczenie zdobyte podczas prac nad konstrukcją bomb, a następnie przy analizie pozostałości po próbnym wybuchach, wykorzystał do badania reakcji termojądrowych, które mogły zachodzić we wczesnych fazach ewolucji wszechświata. Początkowo Gamow przypuszczał, że we wczesnych fazach ewolucji z gorącej pramaterii wypełniającej wówczas wszechświat mogły powstać wszyst-



kie pierwiastki, jakie obecnie występują w przyrodzie. Jak to często bywa, zadanie obliczenia spodziewanego rozpowszechnienia pierwiastków zlecił trójce swoich doktorantów – Ralphowi Alpherowi, Robertowi Hermanowi i Jamesowi Follinowi, Jr. W tych czasach nie było jeszcze nie tylko komputerów, ale nawet elektrycznych maszyn liczących, i do wykonania tych bardzo złożonych obliczeń wykorzystywano prymitywne arytometry. Po kilku latach żmudnej pracy okazało się, że proces powstawania pierwiastków w modelu Wielkiego Wybuchu trwał bardzo krótko, zaledwie trzy minuty, i doprowadził do powstania tylko lekkich pierwiastków. Pierwotna materia, z której następnie uformowały się gwiazdy i galaktyki, ma zadziwiająco prosty skład chemiczny i jest złożona głównie z wodoru (w około 75% w stosunku wagowym) oraz helu (około 25%), z bardzo małą domieszką innych lekkich pierwiastków, takich jak  ${}^7\text{Li}$ , i jedynie śladowymi ilościami węgla i tlenu.

Kiedy proces powstawania lekkich pierwiastków zaczęto analizować, korzystając z komputerów, wyjaśniło się ostatecznie, dlaczego we wczesnym wszechświecie nie mogły powstać ciężkie pierwiastki. Główną przyczyną było gwałtowne rozszerzanie się wszechświata, co sprawia, że bardzo szybko maleje gęstość materii – a więc również prawdopodobieństwo zderzeń między różnymi cząstkami – i jej temperatura, czyli średnia energia cząstek. Pierwszym krokiem na długiej drodze przemian termojądrowych jest utworzenie jądra deuteru. Deuter to izotop wodoru, powstający w wyniku zderzenia protonu z neutronem. Jądra deuteru są bardzo słabo związane i można je łatwo rozbić – gdy na przykład uderzy w nie foton o odpowiednio wysokiej energii, których w początkowych fazach ewolucji wszechświata jest bardzo dużo. Dopiero po około 100 sekundach od Wielkiego Wybuchu temperatura wszechświata spada na tyle, że czas życia jąder deuteru staje się wystarczająco długi, aby mogły zacząć zachodzić następne reakcje termojądrowe. Kiedy miną pierwsze trzy minuty od Wielkiego Wybuchu, malejąca temperatura osiąga wartość, która uniemożliwia dalsze reakcje, gdyż cząstki nie mają już dostatecznej energii na przewy-

ciężenie sił elektrycznego odpychania (przypomnijmy, że cząstki niosące ładunki elektryczne tego samego znaku odpychają się). Reakcje termojądrowe nie mogą już wówczas zachodzić i proces pierwotnej syntezy pierwiastków zostaje zakończony. Jak się później okazało, tlen, węgiel i azot oraz inne cięższe pierwiastki są produkowane w gwiazdach, a te cięższe od żelaza – głównie podczas wybuchów supernowych. Astronomowie stwierdzili, że gwiazdy są zbudowane przede wszystkim z wodoru i helu w stosunku wagowym mniej więcej 75:25, jeszcze przed powstaniem kosmologicznego modelu Wielkiego Wybuchu. Wyjaśnienie składu chemicznego pramaterii było pierwszym ważnym sukcesem tego modelu i pierwszym zwiastunem upadku modelu stanu stacjonarnego.

Jako specjalista od wybuchów bomb atomowych Gamow zdawał sobie sprawę z tego, że promieniowanie – naturalny składnik wczesnego wszechświata – nie może nagle zniknąć. Promieniowanie, czyli fotony, oddziałuje z naładowanymi cząstkami, protonami i elektronami, których w młodym wszechświecie było niezwykle dużo. Bardzo szybko też osiąga stan równowagi termodynamicznej, który jest opisywany wzorem Plancka, a takie równowagowe promieniowanie fizycy nazywają promieniowaniem ciała doskonale czarnego. Okazało się, że to równowagowe promieniowanie w sposób naturalny wpisuje się w scenariusz wczesnych faz ewolucji wszechświata i, co więcej, początkowo odgrywa bardzo ważną rolę. W pierwszych fazach ewolucji wszechświata średnia gęstość energii tego promieniowania była znacznie większa od gęstości energii-masy cząstek i to właśnie promieniowanie określało tempo rozszerzania się wszechświata. Wszechświat zdominowany przez promieniowanie rozszerza się wolniej, niż gdyby tempo ekspansji było określane przez gęstość materii. Te wczesne fazy ewolucji wszechświata, kiedy dominuje promieniowanie, nazywa się obecnie epoką promieniowania. Choć wszechświat się rozszerza, oddziaływanie fotonów z naładowanymi cząstkami zachodzi na tyle efektywnie, że przez cały czas promieniowanie pozostaje w równowadze z materią, a więc jest to promieniowanie ciała doskonale

czarnego o malejącej temperaturze. Ponieważ wszechświat się rozszerza, gęstość energii promieniowania maleje i maleje też gęstość materii, ale gęstość energii promieniowania zmniejsza się szybciej, i w końcu następuje taki moment, kiedy gęstość energii promieniowania staje się równa gęstości energii-masy cząstek. Poczynając od tego momentu, tempo rozszerzania się wszechświata jest określane przez gęstość materii, wszechświat wkracza w epokę materii i zaczyna się rozszerzać nieco szybciej. Nieco później temperatura wszechświata spada na tyle, że protony i jądra helu mogą na trwale schwytać elektrony i utworzyć neutralne atomy wodoru oraz helu. Ten proces rekombinacji powoduje, że nagle niemal wszystkie naładowane cząstki zostają związane w trwałe, elektrycznie obojętne atomy. Od tego momentu fotony praktycznie przestają oddziaływać z materią, ale promieniowanie nadal będzie można opisywać wzorem Plancka z temperaturą malejącą odwrotnie proporcjonalnie do stale zwiększających się rozmiarów wszechświata. Gamow oszacował, że obecnie temperatura tego promieniowania powinna wynosić kilka stopni powyżej zera bezwzględnego. Początkowo wydawało się, że tego promieniowania, które nazwano promieniowaniem reliktowym, nie da się zaobserwować, gdyż będzie ono znacznie słabsze od średniego tła promieniowania emitowanego przez gwiazdy, gaz i pył, znajdujące się w naszej Galaktyce i w innych galaktykach.

W 1964 roku dwaj młodzi rosyjscy astrofizycy, Igor Nowikow i Andriej Doroszkiewicz, dokładniej oszacowali natężenie promieniowania gwiazd oraz pyłu i wykazali, że w zakresie fal milimetrycznych promieniowanie reliktowe powinno dominować, a dzięki swoim szczególnym cechom powinno dać się zaobserwować i łatwo zidentyfikować. Zasugerowali nawet, aby do tego celu wykorzystać obserwacje radiowe.

Latem 1964 roku dwaj amerykańscy radioastronomowie Arno Penzias i Robert Wilson prowadzili badania za pomocą sprzętu firmy Bell Laboratories w Holmdel, w stanie New Jersey – dość prostej anteny różkowej dostrojonej do odbierania słabych sygnałów radiowych o długości fali kil-

kunastu milimetrów. Kiedy zaczęli badać poziom szumu tej anteny, stwierdzili, że niezależnie od kierunku ustawienia anteny i pory dnia dociera do niej bardzo słaby sygnał. Aby się upewnić, czy przypadkiem sygnał ten nie jest generowany przez skomplikowany wzmacniający układ elektroniczny, zdobyli się na desperacki krok i ochłodzili całe to urządzenie do temperatury ciekłego azotu. Spowodowało to drobny spadek natężenia sygnału, ale nadal był on obecny. Kilkadziesiąt kilometrów od Holmdel, w Princeton, grupa fizyków kierowana przez Roberta Dicke'ego przygotowywała w tym czasie specjalny zestaw radiometrów z zamiarem odkrycia promieniowania relikтового. Gdy przypadkowo dowiedzieli się o dziwnym sygnale obserwowanym przez Penziasa i Wilsona, szybko wyjaśniło się, że pochodzi on od promieniowania relikтового. Z pomiarów wynikało, że promieniowanie reliktowe ma temperaturę zaledwie 3 stopni powyżej zera bezwzględnego. Kilka tygodni później grupa Dicke'ego potwierdziła odkrycie Penziasa i Wilsona, dokonując niezależnego wyznaczenia natężenia promieniowania relikтового na nieco innej długości fali. Odkrycie promieniowania relikkowego było tryumfem modelu Wielkiego Wybuchu. Model stanu stacjonarnego nie przewidywał istnienia tego promieniowania i jako sprzeczny z obserwacjami został wkrótce odrzucony. Czternaście lat potem Penzias i Wilson zostali uhonorowani Nagrodą Nobla.

Jak się później wyjaśniło, promieniowanie reliktowe dawało o sobie znać wcześniej. W 1940 roku Andrew McKellar stwierdził, że promieniowanie pochłaniane przez cząsteczki CN (rodnik cyjanowy) świadczy o tym, iż są one wzbudzone przez termiczne promieniowanie o temperaturze 2,3 stopnia powyżej zera bezwzględnego. Co więcej, McKellar obserwował obłoki molekularne w różnych częściach nieba i wszędzie stwierdzał podobny stopień wzbudzenia molekuł CN, co świadczyło o uniwersalnym charakterze tego termicznego promieniowania, ale wówczas nikt nie skojarzył go z kosmologicznym promieniowaniem reliktowym. A w 1961 roku E. Ohm, kalibrując antenę radiową, którą później posłużyli się Penzias

i Wilson, zauważył nadwyżkę szumu i uznając, że ma on termiczne pochodzenie, przypisał mu temperaturę 3,3 stopnia powyżej zera bezwzględne. Ale i ten techniczny raport nie został zauważony.

Pod koniec 1989 roku Amerykańska Agencja Badania Przestrzeni Kosmicznej NASA wystrzeliła specjalnego sztucznego satelitę ziemi *COBE* (od *Cosmic Background Explorer*) do badania promieniowania relikтового. Kilka tygodni później radiometr zainstalowany na tym satelicie potwierdził ostatecznie, że promieniowanie reliktowe bardzo dobrze odtwarza widmo promieniowania ciała doskonale czarnego o temperaturze  $2,726 \pm 0,010$  stopnia powyżej zera bezwzględne. Od tego momentu nie ma już wątpliwości, że promieniowanie reliktowe jest istotnie pozostałością po Wielkim Wybuchu. Dokładniejsze pomiary temperatury pozwoliły stwierdzić, że Ziemia, a raczej środek masy Układu Słonecznego, porusza się względem promieniowania relikтового z prędkością około 370 km/s. Jeszcze precyzyjniejsze pomiary wykryły bardzo małe różnice w temperaturze promieniowania relikтового – o amplitudzie zaledwie stutysięcznej części stopnia – które świadczą o tym, że materia wypełniająca wszechświat w momencie, gdy promieniowanie reliktowe przestało z nią oddziaływać, była rozłożona bardzo jednorodnie.

Ta niezwykła jednorodność temperatury promieniowania relikтового zmusiła kosmologów do wprowadzenia istotnej modyfikacji w obrazie bardzo wczesnych faz ewolucji wszechświata w modelu Wielkiego Wybuchu. W standardowym modelu problem polega na tym, że obszar wszechświata, który mógł być przyczynowo związany – a więc maksymalny region, w którym można było przesyłać sygnały świetlne aż do momentu, gdy nastąpiła rekombinacja – ma obecnie rozmiary kątowe zaledwie kilka razy większe od rozmiarów tarczy Księżyca. Tak więc przy przechodzeniu od jednego takiego obszaru do innego temperatura promieniowania relikтового mogłaby się zmieniać nawet skokowo, tymczasem z obserwacji wynika, że z dużą dokładnością temperatura promieniowania relikтового na całej sferze niebieskiej jest stała. Oczywiście, można uznać, że

wynika to z pewnego szczególnego wyboru warunków początkowych w momencie powstawania wszechświata, ale fizycy niechętnie akceptują takie wyjaśnienia. Zaczęto więc poszukiwać odmiennych rozwiązań. Inny problem, z którym model Wielkiego Wybuchu nie potrafił sobie poradzić, dotyczy sposobu, w jaki powstały początkowe zaburzenia, które dają o sobie znać jako drobne fluktuacje temperatury promieniowania relikowego.

Rozwiązanie tych problemów przyszło dość nieoczekiwanie i jeszcze bardziej pogłębiło związek między wszechświatem – tym największym obiektem fizycznym, jaki możemy obserwować – a najmniejszymi jego składnikami, czyli cząstkami elementarnymi. Na poziomie cząstek elementarnych fizycy wyróżniają trzy oddziaływania fundamentalne: elektromagnetyczne, którym podlegają wszystkie cząstki naładowane; słabe, które są odpowiedzialne za rozpady beta jąder promieniotwórczych oraz za rozpady swobodnych neutronów; wreszcie silne, które wiążą neutrony i protony w jądrach atomowych. Jeżeli do tej listy dołączyć oddziaływania grawitacyjne, którym podlegają wszystkie cząstki, to będziemy mieli pełną panoramę możliwych oddziaływań fizycznych. Już od czasów Einsteina fizycy poszukują bardziej ogólnych teorii, które łączyłyby różne oddziaływania fundamentalne. Sam Einstein przez ostatnie trzydzieści lat swojego życia bezskutecznie próbował sformułować teorię, która łączyłaby oddziaływania grawitacyjne i elektromagnetyczne. Między tymi oddziaływaniami istnieje wiele formalnych podobieństw. Na przykład siła grawitacyjna działająca między dwoma ciałami jest proporcjonalna do iloczynu ich masy, a odwrotnie proporcjonalna do ich odległości. Podobnie siła działająca między dwoma naładowanymi cząstkami jest proporcjonalna do iloczynu ich ładunków, natomiast odwrotnie proporcjonalna do ich odległości. Na początku lat dwudziestych XX wieku, kiedy zaczęto interesować się problemem unifikacji, znane były tylko dwa oddziaływania. Nic więc dziwnego, że Einstein i inni fizycy próbowali – niestety, bezskutecznie – znaleźć teorię, która zespoliłaby te dwa oddziaływania.

Najbardziej oryginalną teorię unifikującą oddziaływania grawitacyjne i elektromagnetyczne zaproponowali Theodor Kaluza i Oskar Klein, którzy rozważali pięciowymiarową czasoprzestrzeń. Założyli oni, że oddziaływania elektromagnetyczne „żyją” w dodatkowym piątym wymiarze, który jest „zwinięty”, jak cylinder, do tak małych rozmiarów, iż praktycznie pozostaje niezauważalny. Bardzo interesująca koncepcja, ale fizycy nie byli jeszcze gotowi na poważne potraktowanie dodatkowych ukrytych wymiarów.

W latach trzydziestych odkryto oddziaływania słabe i silne – problem unifikacji bardzo się skomplikował. Odkrywano też wiele różnych nowych cząstek elementarnych. W drugiej połowie lat sześćdziesiątych Steven Weinberg, Abdus Salam i Sheldon Glashow zaproponowali teorię, która unifikowała oddziaływania słabe i elektromagnetyczne. W ich teorii oddziaływań elektroślabych pojawiły się trzy nowe cząstki,  $W^+$ ,  $W^-$  i  $Z^0$ , oraz nowe możliwości opisu reakcji między różnymi cząstkami, na przykład reakcje z wymianą cząstki  $Z^0$ . Takie reakcje zaobserwowano po raz pierwszy w 1973 roku w CERN-ie, co uznano za eksperymentalne potwierdzenie teorii oddziaływań elektroślabych. Sześć lat później za jej opracowanie Weinberg, Salam i Glashow otrzymali Nagrodę Nobla. W pierwszej połowie lat osiemdziesiątych odkryto cząstki  $W^+$ ,  $W^-$  i  $Z^0$  i zmierzono ich masy; okazały się zgodne z przewidywaniami teoretycznymi. Ten sukces programu unifikacji dodał impetu poszukiwaniom teorii, która łączyłaby oddziaływania elektroślabe z oddziaływaniem silnym. Poszukiwania takiej teorii, którą nazwano Teorią Wielkiej Unifikacji lub GUT (od *Grand Unified Theory*), trwają do dziś. W różnych zaproponowanych dotychczas wariantach teorii GUT pojawiają się nowe bardzo ciężkie i nietrwałe cząstki oraz samooddziałujące pole skalarne.

W 1981 roku Alan Guth postanowił zbadać, jaką rolę takie pole skalarne mogło odegrać we wczesnych fazach ewolucji wszechświata. Analizując sprzężony układ równań, opisujących ewolucję wszechświata i samooddziałującego pola skalarnego, wykazał, że w pewnych warunkach

energia potencjalna tego pola będzie się zmieniała bardzo powoli; co więcej, może determinować tempo rozszerzania się wszechświata. Energia potencjalna pola skalarnego będzie wówczas pełniła funkcję stałej kosmologicznej i wszechświat zacznie się rozszerzać wykładniczo. Jeżeli energia potencjalna tego samooddziaływającego pola skalarnego będzie odpowiednio duża, to w bardzo krótkim czasie wszechświat może znacznie powiększyć swoje rozmiary. Pola skalarne o takich własnościach w naturalny sposób pojawiają się w różnych wariantach Teorii Wielkiej Unifikacji. Ten nowy scenariusz bardzo wczesnych faz ewolucji wszechświata nazwano modelem inflacyjnym. W modelu zaproponowanym przez Gutha epoka inflacyjna rozpoczyna się w wyniku naturalnej ewolucji wszechświata, ale okres ten trudno było zakończyć. Problem został rozwiązany przez Andrieja Lindego i, niezależnie, przez Paula Steinhardta oraz Andreeasa Albrechta, którzy zaproponowali nieco zmodyfikowany wariant modelu inflacyjnego. W tym nowym modelu inflacja kończyła się wtedy, gdy pole skalarne zaczynało się szybko zmieniać, co spowodowało spontaniczną kreację materii i podgrzanie wszechświata.

Model inflacyjny ma kilka bardzo pociągających własności. Po pierwsze, z powodu niezwykle gwałtownego, wykładniczego rozszerzania się wszechświata gęstość materii i gęstość promieniowania błyskawicznie maleją praktycznie do zera. Innymi słowy, wszechświat bardzo szybko „zapomina” o tym, w jakim stanie znajdował się przed inflacją. Po drugie, wykładnicze rozszerzanie się wszechświata powoduje, że ulega on wygładzeniu; po zakończeniu epoki inflacyjnej wszechświat, praktycznie rzecz biorąc, będzie płaski. Po trzecie, błyskawiczne rozszerzanie się wszechświata w epoce inflacyjnej sprawi, że bardzo mały obszar wszechświata, który przed inflacją był przyczynowo związany, a więc miał jednorodną temperaturę i gęstość materii, rozszerzy się do tak ogromnych rozmiarów, iż obecnie obserwowana część wszechświata będzie jedynie jego drobną częścią. To właśnie dzięki temu temperatura promieniowania relikтового jest dziś z dużą dokładnością taka sama na całej sferze



niebieskiej. W końcu po czwarte: drobne kwantowe fluktuacje pola skalarnego odpowiedzialnego za inflację zostaną rozciągnięte do makroskopowych rozmiarów i zostaną następnie przekształcone w początkowe zaburzenia gęstości. Model inflacyjny w istotny sposób uzupełnia nasze wyobrażenia o bardzo wczesnych fazach ewolucji wszechświata i wyjaśnia, w jaki sposób powstały pierwotne zaburzenia gęstości materii, z których następnie uformowały się galaktyki i gwiazdy. Pomimo tych licznych atrakcyjnych własności modelu inflacyjnego ciągle nie wiemy, czy wszechświat przeszedł przez tę fazę wykładniczej ekspansji. Wciąż nie udało się odkryć pola skalarnego, które miałyby być odpowiedzialne za spowodowanie kosmicznej inflacji. Kosmolodzy zaakceptowali model inflacyjny z nadzieją, że fizycy cząstek elementarnych znajdą w końcu pole skalarne – tak zwany inflaton – które miałyby wywołać wykładnicze rozszerzanie się wszechświata.

Model inflacyjny przewiduje, że dzisiejszy wszechświat jest płaski lub niemal płaski; innymi słowy, krzywizna otaczającej nas przestrzeni powinna być zerowa lub bliska zeru. W takim wszechświecie gęstość materii jest równa tak zwanej gęstości krytycznej, która zależy tylko od stałej Hubble'a. Z pomiarów rozpowszechnienia lekkich pierwiastków wynika, że średnia gęstość zwykłej materii barionowej (tej, która nas otacza) stanowi zaledwie 4% gęstości krytycznej. Do pełnego bilansu masy brakuje więc bardzo dużo. Rozpoczęły się poszukiwania brakującej materii.

Stajemy teraz przed trudnym zadaniem zważenia galaktyki. Zaczniemy od prostszego pytania, jak astronomowie wyznaczyli masę Słońca. Ten problem został rozwiązany bardzo dawno dzięki prawu powszechnego ciężenia Newtona. Ziemia cały czas „spada” swobodnie na Słońce, niemniej średnia odległość między Ziemią i Słońcem pozostaje stała. Ten pozorny paradoks daje się łatwo wyjaśnić – siła, z jaką Słońce przyciąga Ziemię, wynikająca z prawa powszechnego ciężenia, jest równoważona przez skierowaną w przeciwną stronę siłę odśrodkową. Znając okres obiegu Ziemi wokół Słońca oraz promień orbity Ziemi, można obliczyć masę Słońca.

Ponieważ w Układzie Słonecznym Słońce ma masę znacznie większą niż którakolwiek z planet, planety można traktować jak ciała próbne. Już Kepler wiedział, że im dalej od Słońca znajduje się planeta, tym jej prędkość orbitalna jest mniejsza, a dokładniej – prędkość orbitalna maleje odwrotnie proporcjonalnie do pierwiastka kwadratowego z promienia orbity. W podobny sposób można na podstawie obserwacji astronomicznych wyznaczyć masę galaktyki spiralnej. Przypomnijmy, że galaktyki spiralne mają kształt cienkiego dysku z wyraźnie wyróżnionym, jasno świecącym centrum. Gwiazdy i obłoki gazu tworzące ten dysk obracają się względem centrum galaktyki. Na przykład Słońce obiega centrum naszej Galaktyki z prędkością około 220 km/s i dokonuje pełnego okrążenia w ciągu około 230 milionów lat.

Obserwując ruchy orbitalne gwiazd i obłoków gazowych, można zatem oszacować masę galaktyki. Naturalne wydaje się przypuszczenie, że rozkład masy w dysku galaktycznym jest podobny do rozkładu jasności. Ponieważ centrum dysku świeci najjaśniej, powinna tam skupiać się znaczna część masy galaktyki. Gdyby tak było istotnie, prędkości ruchów gwiazd wokół centrum galaktyki powinny zgodnie z prawem Keplera maleć. Kiedy zaczęto mierzyć prędkości gwiazd w różnych odległościach od galaktycznego środka, okazało się, że poza centrum dysku są one niemal stałe i nie maleją w miarę oddalania się od środka. Metodami radioastronomicznymi wyznaczono prędkości orbitalne obłoków gazowych położonych daleko poza granicami dysku, ale i one nie maleją wraz z odległością od centrum galaktyki. Stałość prędkości orbitalnej gwiazd i obłoków gazowych świadczy o tym, że masa w galaktykach jest rozlokowana inaczej, niż wynikałoby z rozkładu jasności. Okazało się, że dysk galaktyczny tkwi zanurzony w bardzo rozległym sferycznym halo, którego masa rośnie proporcjonalnie do odległości od środka. Masa galaktyki zmierzona dynamicznie znacznie przewyższa łączną masę gwiazd i obłoków gazowych, które tworzą dysk galaktyczny. Astronomowie wprowadzili pogładową miarę tej dysproporcji – to tak zwany stosunek masy mierzonej

w jednostkach masy Słońca do jasności mierzonej w jednostkach jasności Słońca. Dla galaktyk spiralnych stosunek masy do jasności waha się między 10 a 50.

Gdy w latach dziewięćdziesiątych satelitarne teleskopy rentgenowskie osiągnęły kątową zdolność rozdzielczą porównywalną z teleskopami optycznymi i mogły już posłużyć do obserwacji gromad galaktyk, okazało się, że każda gromada galaktyk jest silnym źródłem promieniowania rentgenowskiego. Pomiary natężenia tego promieniowania oraz jego energii pozwoliły wyznaczyć temperaturę gazu, który był jego źródłem. Astronomowie przekonali się, że gaz znajdujący się w centralnych obszarach gromad galaktyk jest bardzo gorący, jego temperatura sięga kilkunastu milionów stopni. Aby taki gaz nie rozpląnął się w przestrzeni między gromadami galaktyk, musi być utrzymywany przez siły grawitacyjne; innymi słowy, powinien tkwić w odpowiednio głębokiej studni potencjału grawitacyjnego. Z obserwowanego profilu zmian temperatury z odległością od centrum gromady można wyznaczyć głębokość takiej studni i rozkład masy w gromadzie. Oszacowana w ten sposób masa gromady jest wielokrotnie większa od sumy mas tworzących ją galaktyk. Stosunek masy do jasności dla gromad galaktyk zawiera się w przedziale 300–500.

Dzięki tym obserwacjom okazało się, że galaktyki i gromady galaktyk zawierają bardzo dużo materii, która nie świeci. Materia ta, którą nazwano ciemną, występuje w znacznie większej ilości niż zwykła materia barionowa: z obserwacji wynika, że ciemna materia stanowi 23% gęstości krytycznej, podczas gdy materii barionowej jest około pięciokrotnie mniej. Ciemna materia musi być zatem zbudowana z jakichś egzotycznych cząstek, które nie emitują fotonów i bardzo słabo oddziałują z innymi postaciami materii. Pomimo licznych wysiłków wielu grup fizyków na razie nie udało się odkryć cząstek ciemnej materii. Różne teorie Wielkiej Unifikacji przewidują wprawdzie możliwość istnienia nowych cząstek, ale są to cząstki nietrwałe, nie mogą więc tworzyć ciemnej materii. Wśród fizyków zajmujących się cząstkami elementarnymi dużą popularnością cieszy się teoria

supersymetryczna, związana z możliwością istnienia nowej symetrii w przyrodzie. Według tej teorii każda normalna cząstka miałaby swojego supersymetrycznego partnera. Na długiej liście cząstek supersymetrycznych najpoważniejszymi kandydatami na ciemną materię są cząstki najtrwalsze i najlżejsze. Należą do nich neutralino i grawitino (neutralino to supersymetryczny partner neutrino, a grawitino – grawitonu, czyli kwantu pola grawitacyjnego). Z oszacowań wynika, że neutralino powinno być około 100 razy cięższe od protonu i że w naszym otoczeniu w każdym metrze sześciennym można znaleźć około 3000 takich cząstek. Dla porównania: w takiej samej objętości normalnych cząstek będzie ponad 20 rzędów wielkości więcej! Mimo podejmowania wielu prób, cząstek supersymetrycznych do tej pory nie odkryto i nie wiadomo, czy nasz świat rzeczywiście jest supersymetryczny. Wyjaśnienie, z jakich cząstek składa się ciemna materia, to obecnie jedno z najważniejszych wyzwań, stojących przed kosmologią i fizyką cząstek elementarnych.

Odkrycie ciemnej materii nie rozwiązało problemu bilansu masy i energii we wszechświecie. Sumaryczna gęstość ciemnej materii i zwykłej materii stanowi jedynie około 27% gęstości krytycznej. Jeżeli wszechświat przeszedł przez fazę inflacyjną, to średnia gęstość materii powinna być równa gęstości krytycznej. Problem brakującej masy skłonił kosmologów do poszukiwania innych modeli kosmicznej inflacji, które nie powodowałyby całkowitego wypłaszczenia się wszechświata. Inwencja ludzka jest nieograniczona i wkrótce fizycy zaproponowali takie modele. Nie były one zbyt naturalne i najczęściej wymagały dwustopniowej inflacji. A tymczasem problem brakującej masy lub energii we wszechświecie został rozwiązany obserwacyjnie na dwa niezależne sposoby.

W drugiej połowie lat dziewięćdziesiątych do pomiaru stałej Hubble'a astronomowie postanowili wykorzystać obserwacje dalekich supernowych typu Ia. Supernowe typu Ia to wybuchające białe karły. Białe karły powstają podczas ostatnich faz ewolucji gwiazd o masach początkowych mniejszych od około 8 mas Słońca. Za kilkanaście miliardów lat nasze

Słońce też stanie się białym karłem. Jak na gwiazdy, białe karły są bardzo małe – mają rozmiary porównywalne ze średnicą Ziemi, ale masę zbliżoną do masy Słońca, a więc ich średnia gęstość jest ogromna, może kilka milionów razy przewyższać gęstość wody. Białe karły istnieją, gdyż potężne siły grawitacyjne, które starają się je ścisnąć, są równoważone przez ciśnienie gazu elektronowego, wynikające ze zjawisk kwantowych. Już na początku lat trzydziestych XX wieku Subrahmanyan Chandrasekhar wykazał, że biały karzeł może istnieć, gdy jego masa nie przekracza 1,4 masy Słońca. Biały karzeł o większej masie traci stabilność, gwałtownie się kurczy i wybuchu. Energia eksplozji jest tak duża, że gwiazda ulega całkowitej destrukcji. Właśnie takie wybuchające białe karły astronomowie nazywają supernowymi typu Ia. Z obserwacji pozostałości po eksplozjach tych supernowych wynika, że podczas wybuchu powstają wszystkie znane ciężkie pierwiastki. Można powiedzieć, że istniejemy dzięki wybuchom supernowych typu Ia.

Aby biały karzeł mógł wybuchnąć jako supernowa typu Ia, jego masa powinna wzrosnąć do krytycznej wartości 1,4 masy Słońca. Jeżeli dwie gwiazdy znajdują się dostatecznie blisko siebie, to ich wzajemne przyciąganie grawitacyjne może je wiązać na trwałe i wówczas tworzą one układ podwójny. W takim układzie możliwa staje się wymiana masy między tworzącymi go gwiazdami. Większość gwiazd w naszej Galaktyce (około 70%) wchodzi w skład układów podwójnych i wielokrotnych. Wyobraźmy sobie układ podwójny złożony z białego karła i normalnej gwiazdy. Jeśli odległość między składnikami takiego układu jest niewielka, to biały karzeł może przyciągać materię od swojego towarzysza i w ten sposób powiększać swoją masę. Gdy masa białego karła wzrośnie do 1,4 masy Słońca, gwiazda ta eksploduje jako supernowa typu Ia. Ponieważ wybuchający biały karzeł ma zawsze taką samą masę, uzasadnione wydaje się przypuszczenie, że w kataklizmie zawsze wydzielana jest taka sama ilość energii. Supernowe typu Ia mogą więc być uznane za standardowe świece, służące do wyznaczania odległości międzygalaktycznych.

Pod koniec lat dziewięćdziesiątych dwie niezależne grupy astronomów rozpoczęły systematyczne poszukiwania supernowych typu Ia. W 1998 roku oba zespoły opublikowały swoje pierwsze wyniki, które zostały potwierdzone przez kolejne kilkuletnie obserwacje. Okazało się, że dalekie supernowe świecą słabiej, niż wynikałoby to z przewidywań standardowego modelu rozszerzającego się wszechświata. Jedynym sposobem pogodzenia wyników obserwacji z przewidywaniami teoretycznymi było założenie, że obecnie wszechświat rozszerza się szybciej – tempo ekspansji wszechświata rośnie, wszechświat przyspiesza. Wszechświat musi być zatem wypełniony jakąś bardzo dziwną substancją, która ma dodatnią gęstość, ale wytwarza ujemne ciśnienie, które „rozpycha” kosmos. Tę dziwną substancję nazwano ciemną energią. Jedną z najprostszych możliwości wyjaśnienia tej sytuacji polega na utożsamieniu ciemnej energii ze stałą kosmologiczną. Na podstawie pomiarów tempa rozszerzania się wszechświata udało się oszacować gęstość ciemnej energii – stanowi ona około 73% gęstości krytycznej.

W roku 2003 istnienie ciemnej energii zostało niezależnie potwierdzone przez amerykańskiego satelitę *WMAP* (od *Wilkinson Microwave Anisotropy Probe*) przeznaczony do badania anizotropii temperatury promieniowania relikтового. *WMAP* sporządził bardzo dokładną mapę rozkładu temperatury tego promieniowania. Analiza korelacji temperatury promieniowania relikowego w różnych skalach pozwoliła wyznaczyć wartość kilkunastu ważnych parametrów kosmologicznych, między innymi gęstość ciemnej energii. Obserwacje wykonane przez *WMAP* w pełni potwierdziły wyniki uzyskane dzięki obserwacjom supernowych typu Ia. Okazało się ostatecznie, że w 73% wszechświat jest wypełniony ciemną energią.

### III

Natura ciemnej energii, tego dominującego składnika wszechświata, pozostaje nieznaną. Wydaje się, że ciemna energia jest we wszechświecie rozłożona jednorodnie i nie skupia się tak jak ciemna materia wokół

galaktyk oraz gromad galaktyk. I to właściwie wszystko, co wiemy, choć dla ścisłości można dodać, że istnienie ciemnej energii jest obecnie fundamentalnym problemem fizyki i kosmologii. Wróćmy więc do historii, aby ten problem właściwie przedstawić. W 1917 roku, proponując swój statyczny model kosmologiczny, Albert Einstein wprowadził pojęcie stałej kosmologicznej. Dla Einsteina stała kosmologiczna była po prostu dodatkowym członem w równaniach, gwarantującym, że w każdym punkcie wszechświata występująca tam siła grawitacyjna zostanie zrównoważona przez stałą kosmologiczną. Dopiero 60 lat później fizycy zdali sobie sprawę z tego, że stałą kosmologiczną można interpretować inaczej – jako pewnego rodzaju substancję o dodatniej gęstości, która wytwarza ujemne ciśnienie; przy tym ciśnienie jest równe gęstości energii pomnożonej przez  $-1$ . Takiej substancji nikt jednak nigdy w laboratorium nie obserwował.

Problem ciemnej energii nie pojawił się niespodziewanie. Dopóki jednak nie było obserwacyjnego potwierdzenia istnienia ciemnej energii, zagadnieniem tym zajmowano się sporadycznie, choć jego geneza tkwi w dwóch bardzo ważnych teoriach fizycznych – ogólnej teorii względności i mechanice kwantowej. W fizyce klasycznej nie trzeba znać absolutnej wartości energii. Jeżeli układ fizyczny zmienia swój stan, to do scharakteryzowania tej zmiany wystarcza informacja, o ile się przy tym zmieniła energia; istotne są jedynie różnice energii. Tak też dzieje się w mechanice kwantowej. Natomiast w ogólnej teorii względności geometria czasoprzestrzeni zależy od rozkładu energii oraz masy i aby wyznaczyć krzywiznę przestrzeni, trzeba dokładnie znać absolutną wartość energii. W mechanice kwantowej niezależnie od tego, czy badamy jakiś bardzo prosty układ, na przykład wahadło, czy bardzo złożony, jak jądro atomu uranu, energię określamy względem tak zwanego stanu próżni – jest to stan o najniższej energii. Energia stanu próżni nie musi jednak wynosić zero! W mechanice kwantowej nie stanowi to problemu, gdyż fizyczne znaczenie mają różnice energii między różnymi stanami.

Sam fakt, że energia próżni może być różna od zera, jest sprzeczny z intuicją – przecież próżnia to pewien obszar pustej przestrzeni, który niczego nie zawiera. Tak rzecz ujmuje opis klasyczny. Zgodnie z mechaniką kwantową wszystkie wielkości fizyczne fluktuują – jest to naturalne i nieuniknione. Nawet w pustej przestrzeni, w której niczego nie ma (w sensie fizyki klasycznej), bezustannie kreowane są pary cząstka–antycząstka, które niemal natychmiast znikają. To właśnie te tak zwane wirtualne cząstki są odpowiedzialne za różną od zera energię próżni. W fizyce kwantowej próżni *sensu stricto* po prostu nie ma, wszędzie występują co najmniej cząstki wirtualne.

Wprawdzie energia próżni nie daje się zmierzyć bezpośrednio, wywołuje jednak mierzalne efekty. Jednym z nich jest tak zwany efekt Casimira. W 1948 roku holenderski fizyk Hendrik Casimir zaproponował prosty sposób pomiaru efektów spowodowanych fluktuacjami próżni. Wyobraźmy sobie dwa elektrycznie obojętne płaskie zwierciadła, znajdujące się blisko siebie. W obszarze przestrzeni poza zwierciadłami fluktuacje próżni nie są niczym ograniczone, natomiast między zwierciadłami będą mogły powstawać fluktuacje o długościach  $\lambda$  zdeterminowanych warunkiem  $n\lambda = 2L$ , gdzie  $L$  to odległość między zwierciadłami, a  $n = 1, 2, 3, \dots$ . To ograniczenie sprawia, że między zwierciadłami pojawi się siła przyciągająca je ku sobie. Występowanie tej siły zostało doświadczalnie wykazane w 1958 roku, a przeprowadzone ostatnio znacznie dokładniejsze pomiary w pełni potwierdziły przewidywania teoretyczne.

Energia próżni jest też nietypowa z innego powodu: nie można jej zmierzyć zwykłymi metodami. Jak już wiemy, w fizyce klasycznej i kwantowej mierzymy różnice energii albo energię względną, zwykle względem energii próżni, którą najczęściej przyjmuje się za równą zero. Jedynym sposobem wyznaczenia absolutnej wartości energii jest odwołanie się do ogólnej teorii względności. Energia próżni, tak jak wszystkie inne formy energii, wpływa na zakrzywienie przestrzeni. Próżnia to unikalny stan fizyczny, który powinien być jednoznacznie identyfikowany przez wszystkich obserwa-



torów. Takie własności ma też stała kosmologiczna, a zatem jest ona proporcjonalna do energii próżni. Jak już wspominaliśmy, astronomowie zmierzili ostatnio wartość stałej kosmologicznej lub ciemnej energii. Stała kosmologiczna ma wymiar  $1/(\text{długość})^2$ . Owa długość ma prosty sens fizyczny. Jest to skala odległości, na której efekty grawitacyjne wywołane przez energię próżni wywierają widoczny wpływ na geometrię czasoprzestrzeni. Badając geometryczne własności wszechświata na odległościach porównywalnych z tą charakterystyczną długością, można mierzyć stałą kosmologiczną. Z obserwacji astronomicznych wynika, że długość charakterystyczna wynosi około 8 miliardów lat świetlnych! Dopiero w takich ogromnych skalach dają o sobie znać efekty stałej kosmologicznej. Innymi słowy, eksperymentalnie zmierzona gęstość energii próżni jest bardzo, bardzo mała.

Mogłoby się wydawać, że obecnie nie powinniśmy mieć żadnych trudności z obliczeniem wartości stałej kosmologicznej, gdyż dysponujemy jedną z najbardziej udanych teorii fizycznych, jakie kiedykolwiek zostały zaproponowane – Modelem Standardowym cząstek elementarnych. Model Standardowy stanowi sprytne połączenie teorii oddziaływań elektroślabych i oddziaływań silnych. Pozwala on niezwykle skutecznie interpretować i przewidywać wyniki niezliczonej ilości doświadczeń przeprowadzanych z udziałem cząstek elementarnych. W Modelu Standardowym każdy rodzaj cząstek elementarnych występujących w przyrodzie jest opisywany przez pole kwantowe. Niestety, nie jest on pełną teorią cząstek elementarnych i aby opisać ich podstawowe własności oraz wzajemne oddziaływania, trzeba zadać kilkadziesiąt parametrów, takich jak masy cząstek i siła oddziaływania. Jeżeli jednak, korzystając z rezultatów różnych eksperymentów, ustalimy wartości tych parametrów, to Model Standardowy można wykorzystywać do przewidywania wyników nowych doświadczeń i w ten sposób poddawać go surowym testom. Do tej pory Model Standardowy zawsze wychodził zwycięsko z takich prób. Oczywiście, z tego, że model ów zawiera bardzo dużo swobodnych parametrów, wynika, iż nie

jest jeszcze teorią ostateczną. Fizycy zajmujący się teorią cząstek elementarnych poszukują nowej teorii, która zastąpiłaby Model Standardowy i istotnie zredukowała liczbę swobodnych parametrów. W tym celu tropią związki między parametrami występującymi w Modelu Standardowym z nadzieją, że mogłoby to odsłonić ukryte symetrie.

W Modelu Standardowym, jak w każdej innej kwantowej teorii, stan próżni jest zdefiniowany jako stan o najniższej energii lub dokładniej – jako stan o najniższej gęstości energii. To oczywiście nie oznacza, że gęstość energii próżni jest równa zero. Gęstość energii próżni może być dodatnia, ujemna lub wynosić zero w zależności od wartości swobodnych parametrów występujących w modelu. Niezależnie od jej wartości, wkład do pełnej gęstości energii próżni wnosi wiele złożonych procesów kwantowych.

Można wyróżnić trzy główne składniki gęstości energii próżni. Po pierwsze, to pierwotna albo geometryczna stała kosmologiczna, której wartość została zadana w momencie powstania wszechświata i nie zależy ona od występowania lub nie jakichkolwiek cząstek. Można powiedzieć, że jej wartość determinuje pierwotną geometrię wszechświata. Pierwotną stałą kosmologiczną można uznać za swobodny parametr, którego wartość uzyskuje się, dokonując bezpośredniego pomiaru stałej kosmologicznej.

Drugi składnik gęstości energii próżni pochodzi od kwantowych fluktuacji wszystkich znanych pól kwantowych występujących w Modelu Standardowym. Innymi słowy, jest to sumaryczny wkład od wszystkich wirtualnych par cząstek. Wprawdzie wirtualnych cząstek bezpośrednio się nie obserwuje, wytwarzają one jednak mierzalne efekty, choćby wspomniany już efekt Casimira. W Modelu Standardowym wkład do gęstości energii próżni, pochodzący od fluktuacji pól kwantowych, zależy, i to w złożony sposób, od mas oraz sił oddziaływań wszystkich znanych cząstek elementarnych.

Do gęstości energii próżni mogą też wносить wkład pola opisujące cząstki, które nie zostały jeszcze odkryte. Tego wkładu nie jesteśmy jednak w stanie oszacować.

Przewidywana wartość stałej kosmologicznej stanowi sumę tych trzech składników, ale tylko jeden z nich można oszacować, znając parametry cząstek elementarnych. Sytuacja nie jest jednak beznadziejna. Wkład pochodzący od każdego pola kwantowego zależy w różny sposób od parametrów Modelu Standardowego. Jeżeli założymy, że parametry występujące w Modelu Standardowym są faktycznie niezależne, to jest mało prawdopodobne, aby wkłady od różnych pól wzajemnie się znosiły. Można więc przypuszczać, że stała kosmologiczna będzie co najmniej tak duża lub większa od największego z pojedynczych składników, które jesteśmy w stanie obliczyć. Z takich oszacowań wynika, że charakterystyczna skala odległości, na której efekty stałej kosmologicznej (gęstości energii próżni) powinny być zauważalne, zawiera się między 1 km a 10 cm, a być może jest nawet mniejsza. Innymi słowy, spodziewamy się, że efekty grawitacyjne różnej od zera gęstości energii próżni będą powodowały zmiany geometrii czasoprzestrzeni na odległościach rzędu kilometra lub mniejszych.

Nie trzeba przeprowadzać żadnych skomplikowanych pomiarów, aby dojść do wniosku, że te teoretyczne oceny nie mogą być poprawne. Z obserwacji supernowych typu Ia wynika, że charakterystyczna skala odległości, na której dają o sobie znać efekty gęstości energii próżni, jest dramatycznie większa i wynosi niemal 8 miliardów lat świetlnych; to blisko 23 rzędów wielkości więcej od przewidywań teoretycznych. Pamiętając o tym, że stała kosmologiczna wyraża się przez kwadrat odwrotności tej skali odległości, dochodzimy do wniosku, iż obserwowana stała kosmologiczna jest co najmniej o 46 rzędów wielkości mniejsza od przewidywanej teoretycznie. Ta rażąca niezgodność świadczy o tym, że nasze teoretyczne modele nie uwzględniają jakichś bardzo istotnych zjawisk. Gdy fizycy za-

częli badać teorie supersymetryczne, pojawiła się nadzieja na rozwiązanie problemu tej niezgodności. W supersymetrycznej teorii cząstek elementarnych gęstość energii próżni musi być równa zero. Radość trwała krótko, gdyż nasz realny świat nie jest supersymetryczny i w skalach energii, które obecnie badamy, supersymetria zostaje złamana. W takiej sytuacji pojawia się nowa skala energii, przy której supersymetria jest łamana i, jak pokazują szczegółowe obliczenia, występuje wówczas energia próżni – tego samego rzędu. Niestety, nie wiemy, przy jakiej energii supersymetria, o ile taka symetria w ogóle istnieje, zostaje złamana. Z oszacowań wynika, że energia ta jest (co do rzędu wielkości) równa energii próżni w Modelu Standardowym. A zatem nawet uwzględnienie supersymetrii nie rozwiązuje kwestii stałej kosmologicznej. Tak więc rzeczywiście obecnie jest to jeden z najpoważniejszych problemów, z jakimi borykają się teoria cząstek elementarnych i kosmologia.

Fizycy nie popadają łatwo w paralizujący stan depresji i rozważają inne możliwości wyjaśnienia zagadki stałej kosmologicznej. Jeden ze sposobów polega na uwzględnieniu efektów spowodowanych przez pole skalarnie. Zgodnie z obecnymi wyobrażeniami to właśnie pole skalarnie jest odpowiedzialne za bardzo szybkie rozszerzanie się wszechświata w początkowych etapach jego ewolucji. Takie pole skalarnie, wspomniany już inflaton, występowało bardzo wcześnie, kiedy średnie energie cząstek były olbrzymie. Model Standardowy jako taki nie zawiera pola skalarnego, ale niemal każde jego rozszerzenie powoduje pojawienie się takiego pola. Gdyby pole to faktycznie istniało, mogłoby być źródłem obserwowanej obecnie stałej kosmologicznej. Zaproponowano już nawet atrakcyjną nazwę dla takiego pola – kwintesencja. Modele z kwintesencją otwierają nowe horyzonty – w takich modelach stała kosmologiczna nie musi być stała, lecz może się zmieniać. Wraz ze zmianą wartości stałej kosmologicznej zmieniać się też będzie tempo rozszerzania się wszechświata. Dane obserwacyjne, którymi dziś dysponujemy, nie są jeszcze dostatecznie dokładne

i nie pozwalają na jednoznaczne potwierdzenie lub odrzucenie hipotezy kwintesencji.

## IV

Z obserwacji astronomicznych wynika, że obecnie wszechświat składa się przede wszystkim z ciemnej materii, natomiast zwykła materia stanowi zaledwie niewielki, bo czteroprocentowy dodatek. Wiemy, że w dalekiej przeszłości wszechświat był bardzo gęsty i niezwykle gorący, a jeszcze wcześniej najprawdopodobniej przeszedł przez fazę bardzo szybkiej ekspansji. Korzystając z tych informacji, można naszkicować mniej lub bardziej prawdopodobny scenariusz ewolucji rozszerzającego się wszechświata.

Na pytanie, jak wszechświat powstał, nadal nie znamy pełnej odpowiedzi. Jedno jest pewne – aby odpowiedzieć na to pytanie, trzeba się odwołać do nowej fizyki, która jeszcze nie powstała. Przy bardzo wysokich energiach najprawdopodobniej wszystkie oddziaływania fundamentalne, a więc również grawitacja, łączą się w jakieś superoddziaływanie, którego na razie nie potrafimy opisać. Wśród różnych prób stworzenia takiej super-teorii na szczególną uwagę zasługuje teoria superstrun – z powodu swojej rewolucyjności – i kwantowa teoria grawitacji – za sprawą swojego pragmatyzmu. Teoria superstrun wprowadza wielowymiarową czasoprzestrzeń, w której cząstki elementarne są utożsamiane z różnymi stanami wzbudzenia jednowymiarowych obiektów – strun. Teoria ta zawiera w sobie wszystkie znane oddziaływania fundamentalne. Natomiast kwantowa teoria grawitacji rozważa czterowymiarową czasoprzestrzeń, ale kwantowa czasoprzestrzeń nie musi być ciągła, pojawiają się więc kwant czasu i kwant przestrzeni.

Niezależnie od podejścia przypuszcza się, że wszechświat powstał w wyniku kwantowej fluktuacji i początkowo rozszerzał się dzięki bardzo dużej efektywnej stałej kosmologicznej, czyli energii próżni lub energii

potencjalnej jakiegoś pola skalarnego. Innymi słowy, wszechświat zaczął swoje istnienie od krótkiego, ale gwałtownego okresu bardzo szybkiej ekspansji. Na pytanie postawione przez Eddingtona – „dlaczego wszechświat się rozszerza?” – możemy teraz odpowiedzieć: albowiem wszechświat został wprawiony w ruch przez bardzo dużą stałą kosmologiczną. Następnie znaczna część początkowej energii próżni została wykorzystana w procesie kreacji cząstek. Ten etap ewolucji można utożsamić z Wielkim Wybuchem. Po Wielkim Wybuchu wszechświat jest wypełniony różnymi cząstkami i promieniowaniem, przy czym energia promieniowania dominuje nad innymi formami energii i wszechświat zaczyna się rozszerzać znacznie wolniej. Gęstość energii i temperatura są wówczas bardzo duże i nie istnieje teoria fizyczna, która mogłaby opisać taki stan. Gdy temperatura wszechświata spada do około dziesięciu tysięcy trylionów stopni, wkraczamy w zakres energii opisywany przez Model Standardowy cząstek elementarnych. Przypuszcza się, że w tym obszarze energii wszystkie cząstki, również cząstki ciemnej materii, znajdowały się w stanie równowagi termodynamicznej. Nieco później energia zmniejsza się na tyle, że cząstki ciemnej materii przestają oddziaływać z innymi cząstkami i zaczynają „żyć swoim życiem”. Następnym ważnym momentem jest złamanie symetrii oddziaływań elektroślabych – jako niezależne oddziaływania o istotnie różnej sile pojawiają się oddziaływania słabe i elektromagnetyczne. Po upływie zaledwie jednej stutysięcznej sekundy od Wielkiego Wybuchu powstają protony i neutrony. Sekundę po Wielkim Wybuchu anihilują pary elektronowo-pozytonowe; wszechświat jest wówczas wypełniony cząstkami ciemnej materii, fotonami i neutrinami oraz protonami, neutronami i elektronami. Tak, choć bez ciemnej materii, Gamow wyobrażał sobie wczesny wszechświat. Wiemy już, że następnie powstają lekkie pierwiastki, a kolejnym ważnym procesem jest rekombinacja plazmy elektronowo-protonowo-helowej i utworzenie się neutralnych atomów. Nieco przed rekombinacją gęstość energii materii zrównuje się z gę-

stością energii promieniowania i od tego momentu o tempie rozszerzania się wszechświata decyduje gęstość materii – wszechświat zaczyna się rozszerzać nieco szybciej.

Małe zaburzenia w rozkładzie ciemnej materii, które powstały podczas epoki inflacyjnej, powoli narastają i w momencie rekombinacji generują niewielkie zaburzenia temperatury promieniowania relikтового. Po rekombinacji zwykła materia, która do tego momentu była silnie związana z promieniowaniem, co przeciwdziało jej kondensacji, przestaje oddziaływać z fotonami. Uwolniona z tego związku, zaczyna się swobodnie poruszać w niejednorodnym polu grawitacyjnym, wytworzonym przez ciemną materię. I tak około pół miliarda lat po Wielkim Wybuchu powstają pierwsze galaktyki i gwiazdy, a w końcu – po upływie kolejnych kilkunastu miliardów lat – pojawia się życie.

**Marek Demiański**

*Warszawa, grudzień 2005 roku*