

# Marek Demiański

---

## Nieprzewidywalny Wszechświat

---

Zagadnienia Filozoficzne w Nauce nr 37, 41-52

---

2005

Artykuł został opracowany do udostępnienia w internecie przez Muzeum Historii Polski w ramach prac podejmowanych na rzecz zapewnienia otwartego, powszechnego i trwałego dostępu do polskiego dorobku naukowego i kulturalnego. Artykuł jest umieszczony w kolekcji cyfrowej [bazhum.muzhp.pl](http://bazhum.muzhp.pl), gromadzącej zawartość polskich czasopism humanistycznych i społecznych.

Tekst jest udostępniony do wykorzystania w ramach dozwolonego użytku.

**Marek Demiański**  
Instytut Fizyki Teoretycznej  
Uniwersytet Warszawski

## ***NIEPRZEWIDYWALNY WSZECHŚWIAT***

Trudno dokładnie określić datę powstania współczesnej kosmologii. Jedną z pierwszych prac, które odegrały bardzo ważną, inspirującą rolę napisał Albert Einstein wkrótce po sformułowaniu ogólnej teorii względności. Przyjmując powszechnie wówczas uznawany przez astronomów pogląd, że wszechświat jest statyczny, Einstein musiał zmodyfikować równania ogólnej teorii względności, aby dopuszczały one możliwość istnienia statycznego wszechświata. W tym czasie astronomowie nie wiedzieli jeszcze o istnieniu innych galaktyk i zwykle wszechświat utożsamiali z Drogą Mleczną — olbrzymim spłaszczonym skupiskiem gwiazd, dopuszczając jednak możliwość, że wszechświat jest większy, ale cały jest wypełniony gwiazdami. Aby taki układ mógł być statyczny, siły wzajemnego przyciągania grawitacyjnego powinny być równoważone przez jakąś siłę odpychającą. Einstein wprowadził taką nową uniwersalną siłę odpychającą i nazwał ją stałą kosmologiczną. Przyjmując jeszcze, że przestrzeń ma geometrię 3-wymiarowej sfery, znalazł algebraiczny związek łączący promień tej sfery ze średnią gęstością materii we wszechświecie, co pozwoliło na powiązanie wartości stałej kosmologicznej z rozmiarem wszechświata. Einstein był bardzo dumny ze swojego modelu, w którym jedynym parametrem pozostającym do obserwacyjnego wyznaczenia była średnia gęstość materii we wszechświecie. Gdy tylko astronomowie wyznaczą wartość tego ważnego parametru

kosmologicznego, można będzie obliczyć rozmiary wszechświata i jego masę.

Mniej więcej w tym samym czasie, kiedy Einstein wprowadził stałą kosmologiczną i zaproponował swój statyczny model wszechświata, Vesto Slipher rozpoczął mozolne obserwacje widm mgławic spiralnych — enigmatycznych obiektów, które — jak sądzili wówczas astronomowie — są częścią składową Drogi Mlecznej. Analizując widma mgławic spiralnych, Slipher doszedł do wniosku, że poruszają się one z bardzo dużymi prędkościami znacznie większymi od obserwowanych prędkości ruchów własnych gwiazd.

W 1921 roku nikomu wówczas jeszcze nie znany rosyjski matematyk Alexander Friedman założył, że materia wypełniająca wszechświat jest rozłożona jednorodnie i izotropowo, i korzystając z tego bardzo ważnego, upraszczającego założenia, rozwiązał równania Einsteina oraz pokazał, że taki wszechświat zmienia się w czasie — ewoluuje, i — co więcej — musiał mieć początek.

W tym 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 i wkrótce wśród tych gwiazd wypatrzył cefeidy. Cefeidy to szczególna klasa gwiazd zmiennych, które okresowo, przy czym w charakterystyczny sposób, zmieniają swoją jasność. Cefeidy odkryto również w Małym i Dużym Obłoku Magellana, i stwierdzono empirycznie, że okres zmian ich jasności jest proporcjonalny do ich maksymalnej jasności. Dzięki tej zależności cefeidy stały się bardzo ważnym źródłem informacji o odległościach do galaktyk, w których można je jeszcze zaobserwować. Korzystając z tej metody wyznaczania odległości, Hubble stwierdził, że Andromeda znajduje się daleko poza granicami Drogi Mlecznej. W ten sposób odkrył bardzo bogaty i różnorodny świat galaktyk. Gdy Hubble zmierzył odległości do kilkudziesięciu innych galaktyk, zrobił wykres, odkładając na jednej osi odległość a na drugiej prędkość,

z jaką galaktyka się oddala i stwierdził, że zależność prędkości ucieczki ( $v$ ) od odległości ( $d$ ) jest liniowa, czyli, że  $v = H \cdot d$ . 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 jest miarą wieku wszechświata.

W początkowym okresie rozwoju kosmologii astronomowie skupili się na obserwacjach galaktyk i ich klasyfikacji oraz na próbach coraz dokładniejszego wyznaczenia stałej Hubble'a. Znaczący postęp w badaniach wszechświata nastąpił po zakończeniu II Wojny Światowej. George Gamow poważnie potraktował model dynamicznego wszechświata Friedmana i uzupełnił go o analizę stanu materii na bardzo wczesnych etapach ewolucji wszechświata. Gamow doszedł do wniosku, że materia wypełniająca wczesny wszechświat była bardzo gęsta i bardzo gorąca. Z tego faktu wynikają bardzo ważne konsekwencje. Po pierwsze, na bardzo wczesnych etapach ewolucji wszechświat był wypełniony materią, która znajdowała się w tak ekstremalnych warunkach, że nie mogły wówczas istnieć ani atomy ani jądra atomowe, ani nawet protony i neutrony, które, jak wiemy obecnie, składają się z jeszcze mniejszych składników — z kwarków. Ta gorąca „plazma” złożona z podstawowych cząstek elementarnych — kwarków i leptonów — najprawdopodobniej znajdowała się w stanie równowagi termodynamicznej. Ponieważ wszechświat się rozszerzał, gęstość tej gorącej plazmy malała, malała też jej temperatura, a więc również średnia energia cząstek. Niektóre cząstki rozpadały się na inne i nie mogły już być na nowo odtwarzane. Kiedy wiek wszechświata wynosił zaledwie około jedną milionową część sekundy, nastąpiło połączenie pozostałych kwarków, głównie w protony i neutrony. Gamow nie wiedział o istnieniu kwarków i przypuszczał, że początkowy wszechświat był wypełniony protonami, neutronami, elektronami, fotonami i neutrinami. Materia wypełniająca wówczas bardzo szybko rozszerzający się wszechświat była bardzo gęsta i bardzo gorąca. Ten scenariusz wcze-

snej ewolucji wszechświata Fred Hoyle nazwał modelem Wielkiego Wybuchu. Gamow zdawał sobie sprawę z tego, że w tej bardzo gorącej początkowej mieszaninie protonów, neutronów i elektronów mogą zachodzić reakcje termojądrowe lub, innymi słowy, mogą powstawać pierwiastki. Po dokładniejszym zbadaniu tego procesu okazało się, że we wczesnych fazach ewolucji wszechświata może powstać tylko hel, izotopy wodoru — deuter i tryt, lit i śladowe ilości innych lekkich pierwiastków. Ta możliwość przewidywania składu chemicznego materii, z której następnie powstały galaktyki i gwiazdy, była jednym z powodów zainteresowania modelem Wielkiego Wybuchu.

Po drugiej, rozszerzająca się gorąca plazma ulegała ochłodzeniu. Zgodnie z przewidywaniami modelu Wielkiego Wybuchu promieniowanie (fotony) wypełniające wówczas wszechświat było w stanie równowagi termodynamicznej z gorącą plazmą. Takie równowagowe promieniowanie fizycy nazywają promieniowaniem ciała doskonale czarnego. Z obliczeń Gamowa i jego współpracowników Alpera i Hermana wynikało, że promieniowanie to powinno istnieć również obecnie, a jego temperatura powinna wynosić zaledwie kilka stopni powyżej absolutnego zera.

Z analizy widm gwiazd w naszej Galaktyce wynika, że gwiazdy można podzielić na dwie rodziny, tak zwane gwiazdy populacji pierwszej, do której należy Słońce, i gwiazdy populacji drugiej. Obie populacje różnią się składem chemicznym. Gwiazdy populacji drugiej są starsze i składają się głównie z wodoru i helu, natomiast gwiazdy populacji pierwszej są młodsze i prócz wodoru oraz helu zawierają niewielkie ilości, około 1% w stosunku wagowym, innych cięższych pierwiastków takich jak węgiel, tlen i azot. Okazało się, że gwiazdy populacji drugiej składają się w około 75% z wodoru i w 25% z helu. Taki skład chemiczny pierwotnej materii dobrze zgadza się z przewidywaniami modelu Wielkiego Wybuchu.

Latem 1964 roku dwaj amerykańscy radioastronomowie Arno Penzias i Robert Wilson stwierdzili, że stożkowa antena, zainsta-

lowana w Holmdale (stan New Jersey) i przeznaczona do odbioru słabych sygnałów radiowych wysyłanych przez sondy kosmiczne, odbiera również bardzo słaby sygnał w zakresie fal milimetrowych, którego natężenie nie zależy ani od pory dnia ani od kierunku ustawienia anteny. Jeżeli promieniowanie to ma charakter termiczny, to jego źródło powinno mieć temperaturę około 3 stopni powyżej absolutnego zera. Wkrótce odkrycie Penziasa i Wilsona zostało potwierdzone przez dwa inne zespoły. Bardzo szybko zdano sobie sprawę z tego, że promieniowanie odkryte przez Penziasa i Wilsona jest przewidzianą przez model Wielkiego Wybuchu pozostałością po bardzo wczesnych fazach ewolucji wszechświata i obecnie jest ono nazywane promieniowaniem reliktowym. Odkrycie promieniowania relikowego było wielkim sukcesem modelu Wielkiego Wybuchu. Rozpoczął się złoty wiek rozwoju kosmologii.

W modelu Friedmana istnieje prosty związek algebraiczny, który wiąże tempo rozszerzania się wszechświata, czyli stałą Hubble'a  $H$ , ze średnią gęstością materii  $\rho$  i parametrem krzywizny  $k$ . W jednorodnym i izotropowym wszechświecie odległości między galaktykami zmieniają się, gdyż wszechświat się rozszerza. Te zmiany odległości można opisać prostym związkiem  $d(t) = R(t)d_0$ , gdzie  $d(t)$  to odległość między dwiema wybranymi galaktykami w chwili  $t$ ,  $R(t)$  to tak zwany czynnik skali, który zależy tylko od czasu, a  $d_0$  jest odległością między tymi galaktykami w chwili  $t_0$  ( $R(t_0) = 1$ ). Stała Hubble'a — współczynnik proporcjonalności między prędkością, z jaką galaktyka się porusza a jej odległością — jest powiązana z czynnikiem skali  $R(t)$  zależnością  $H = (1/R(t))(dR/dt)$  i — jak widać — nie jest to stała, lecz funkcja, która zależy od czasu. Równanie Friedmana, które opisuje dynamikę wszechświata, ma postać

$$H^2 = (8\pi G/3)\rho - (kc^2/R^2), \quad (1)$$

gdzie  $G$  to stała grawitacyjna,  $c$  prędkość światła,  $\rho$  średnia gęstość materii, a  $k = +1, 0, -1$ . Parametr  $k$  określa geometrię

wszczęświata, gdy  $k = 0$ , 3-wymiarowe przestrzenie stałego czasu są płaskie, gdy  $k = +1$ , mają geometrię 3-wymiarowej sfery, a gdy  $k = -1$ , mają geometrię 3-wymiarowej hipersfery. Jednym z ważnych wyzwania, jakie stanęły przed kosmologią obserwacyjną, było wyznaczenie geometrii wszechświata. W tym celu kosmologowie wprowadzili prosty bezwymiarowy parametr  $\Omega$ . Jeżeli równanie (1) podzielić obustronnie przez  $H^2$  i przyjąć, że  $\Omega_m = (8\pi G\rho/3H^2)$  a  $\Omega_k = -(kc^2/H^2R^2)$ , to równanie (1) przyjmuje prostą postać

$$\Omega_m + \Omega_k = 1.$$

Jak widać z tego związku, krzywizna przestrzeni zależy od wartości parametru  $\Omega_m$ . Jeżeli  $\Omega_m = 1$ , to  $k = 0$  i wszechświat jest płaski, jeżeli  $\Omega_m < 1$ , to  $k = -1$ , a gdy  $\Omega_m > 1$ , to  $k = +1$ . Aby wyznaczyć wartość parametru  $\Omega_m$ , trzeba zmierzyć stałą Hubble'a i średnią gęstość materii we wszechświecie. Jak już wspominaliśmy, stałą Hubble'a wyznacza się mierząc prędkość, z jaką oddala się od nas daleka galaktyka i jej odległość. Prędkość ucieczki można zmierzyć stosunkowo łatwo, analizując widmo galaktyki. Już Slipher zauważył, że charakterystyczne linie w widmach dalekich galaktyk są przesunięte ku czerwonej stronie widma. Zaobserwowane przesunięcie linii widmowych jest proporcjonalne do prędkości oddalania się galaktyki. Znacznie trudniej jest zmierzyć odległość do galaktyki. Dla stosunkowo bliskich galaktyk do pomiaru odległości wykorzystuje się cefeidy. Dla galaktyk, które są bardziej odległe i nie można w nich zidentyfikować cefeid, rolę tak zwanych standardowych świec przejmują inne obiekty — gwiazdy olbrzymy, gromady kuliste, a ostatnio supernowe typu Ia, czyli wybuchające białe karły. Z obecnie dostępnych danych obserwacyjnych wynika, że  $H \approx 70$  km/sMpc, innymi słowy galaktyka, która znajduje się w odległości 1 Mpc  $\approx 3$  miliony lat świetlnych, oddala się od nas z prędkością 70 km/s. Na pierwszy rzut oka mogłoby się wydawać, że wyznaczenie średniej gęstości materii we wszechświecie nie powinno nastęrczać trudności. Wystarczy w tym celu oszacować, ile gwiazd zawiera typowa galaktyka (kil-

kanaście miliardów), na przykład na podstawie jej jasności a następnie oszacować gęstość galaktyk we wszechświecie.

Pierwsze oszacowania  $\Omega_m$ , choć obarczone dużym błędem, świadczyły o tym, że  $\Omega_m < 1$ . Do tych oszacowań odniesiono się sceptycznie, gdyż metoda zaproponowana powyżej może dawać jedynie dolne ograniczenie na  $\Omega_m$ , a to dlatego, że we wszechświecie może istnieć materia, która nie świeci. Zaczęto poszukiwać lepszych metod wyznaczania mas galaktyk i gromad galaktyk. Vera Rubin skoncentrowała się na badaniu ruchu gwiazd i obłoków gazowych w galaktykach spiralnych. Gdyby centrum galaktyki spiralnej zawierało dominującą część jej masy, to prędkości ruchu orbitalnego gwiazd względem centrum galaktyki powinny maleć wraz z odległością od centrum jak odwrotność pierwiastka z odległości, tak jak to się obserwuje dla planet w Układzie Słonecznym. Natomiast z pomiarów prędkości ruchu orbitalnego gwiazd wynikało, że prędkość nie zależy od odległości, przy czym prędkość orbitalna nie malała nawet dla obłoków gazowych położonych daleko poza granicami dysku galaktycznego. Wyniki te świadczyły o tym, że złożony z gwiazd i pyłu dysk galaktyczny zawiera tylko część masy galaktyki i jest zanurzony w dużym, niemal sferycznym symetrycznym obłoku — tak zwanym halo, którego masa jest co najmniej kilkakrotnie większa od masy dysku galaktycznego i rośnie proporcjonalnie do odległości od centrum galaktyki. Okazało się, że stosunek masy do jasności, mierzony w jednostkach masy i jasności Słońca  $M/L$ , dla galaktyk spiralnych zawiera się w granicach 5–30, czyli całkowita masa galaktyki jest co najmniej klika razy większa od masy tworzących ją gwiazd. Już w latach trzydziestych Fritz Zwicky podejrzewał, że masy gromad galaktyk są znacznie większe od sumy mas tworzących je galaktyk. Do takiego wniosku doszedł, analizując ruchy własne galaktyk w gromadach. To przypuszczenie potwierdziło się, gdy dzięki obserwacjom satelitarnym stwierdzono, że w centralnych obszarach niemal wszystkich gromad galaktyk występują obłoki bardzo gorącego gazu o temperaturze przekraczającej miliony stopni Kelvina. Ten



gorący gaz jest utrzymywany w centralnych obszarach gromad galaktyk przez odpowiednio duże siły grawitacyjne. Korzystając z tych danych, oszacowano, że stosunek  $M/L$  dla gromad galaktyk wynosi 50–300. Gromady galaktyk zawierają więc znacznie więcej nie świecącej materii niż galaktyki. Dynamicznie wyznaczona wartość  $M/L$  dla galaktyk i gromad galaktyk pozwala na znacznie dokładniejsze oszacowanie  $\Omega_m$ , obecnie przyjmowana wartość to  $\Omega_m = 0.3$ . Ten wynik, skonfrontowany z oszacowaniem masy zwykłej materii (barionów)  $\Omega_B = 0.04$ , wynikającym z obserwowanego obecnie rozpowszechnienia lekkich pierwiastków i teorii pierwotnej nukleosyntezy, prowadzi do zaskakującego wniosku — materia we wszechświecie jest zbudowana głównie (w około 85%) z jakichś dziwnych, nie odkrytych do tej pory cząstek, które nie emitują fotonów, a więc nie świecą, i niezwykle słabo oddziałują z normalną materią, a o ich obecności świadczy jedynie wytwarzane przez nie pole grawitacyjne. Ten główny składnik materii we wszechświecie nazwano ciemną materią. Teoretyczne modele, wychodzące poza ramy Modelu Standardowego cząstek elementarnych, który bardzo dobrze opisuje własności znanych cząstek, przewidują istnienie nowych rodzin cząstek, z których może być zbudowana ciemna materia. Bardzo popularne jest przypuszczenie, że głównym składnikiem ciemnej materii są neutralina — supersymetryczne odpowiedniki neutrin.

Równoległe z obserwacyjnym badaniem wszechświata powstawały bardziej szczegółowe modele jego ewolucji. Jednym z intrygujących problemów było pytanie, w jaki sposób we wszechświecie powstała obserwowana obecnie struktura rozkładu materii barionowej, tej, która świeci. Z obserwacji anizotropii temperatury promieniowania relikтового wynikało, że w momencie, gdy powstały neutralne atomy, około 300 000 lat po Wielkim Wybuchu, materia była rozłożona bardzo jednorodnie. Bardzo małe, ledwo zauważalne niejednorodności w rozkładzie zwykłej i ciemnej materii, zaczęły narastać pod wpływem sił grawitacyjnych. Zaburzenia w rozkładzie ciemnej materii, która nie oddziałuje z pro-

mieniowaniem, mogły zacząć narastać znacznie wcześniej i w momencie, gdy zwykła materia ostygła na tyle, że mogły powstać neutralne atomy, a więc przestała też oddziaływać z promieniowaniem, istniały już zaburzenia pola grawitacyjnego wytworzone przez ciemną materię. Pod wpływem tych sił grawitacyjnych nastąpił szybki proces grupowania się zwykłej materii w obszarach, gdzie pole grawitacyjne było najsilniejsze. Dokładniejsze badania tego procesu, głównie dzięki możliwościom nowoczesnych komputerów, pozwoliły na zadawalające odtworzenie obserwowanej obecnie struktury rozkładu materii barionowej w galaktykach, gromadach galaktyk i jeszcze większych strukturach. Do pełnego wyjaśnienia obserwowanego obecnie rozkładu materii we wszechświecie brakowało jeszcze jednego elementu sprowadzającego się do pytania: w jaki sposób powstały pierwotne zaburzenia rozkładu materii we wszechświecie? Odpowiedź na to pytanie przyszła z zupełnie niespodziewanej strony.

Odkrycie promieniowania relikтового postawiło przed modelem Wielkiego Wybuchu nowe wyzwanie. Okazało się bowiem, że fotony promieniowania relikowego, docierające do nas z dwóch obszarów nieba oddalonych o zaledwie kilka stopni kątowych, nie mogły wcześniej oddziaływać ze sobą, a jednak ich średnia energia jest z dużą dokładnością taka sama. Kosmologowie poszukiwali jakiegoś naturalnego sposobu wyjaśnienia tego faktu, bez konieczności odwoływania się do szczególnego wyboru warunków początkowych. Model Wielkiego Wybuchu nie wyjaśnia też, dlaczego obecnie wszechświat jest albo płaski albo niemal płaski, co też wymagało bardzo szczególnego wyboru warunków początkowych. Na początku lat osiemdziesiątych Alan Guth zaproponował nowy model bardzo wczesnych faz ewolucji wszechświata. Guth zajmował się fizyką cząstek elementarnych, a w szczególności poszukiwaniem teorii unifikującej oddziaływania silne, słabe i elektromagnetyczne. Takie teorie przewidują istnienie nie tylko nowych cząstek, ale również nowych pól fizycznych, między innymi samooddziaływającego pola skalarnego. Guth zauważył, że gęstość

energii takiego pola skalarnego może w pewnym okresie przewyższać gęstość energii materii i promieniowania i powodować wykładniczy wzrost rozmiarów wszechświata. Ten model wczesnej ewolucji wszechświata nazwano modelem inflacyjnym. Pole skalarnie napędzające inflację, jest polem kwantowym i jego gęstość energii ulega kwantowym fluktuacjom. Te drobne, kwantowe fluktuacje są dzięki inflacji rozciągane w przestrzeni i — kiedy energia pola skalarnego zostaje zamieniona na cząstki, powstają z nich początkowe zaburzenia w rozkładzie gęstości materii. Model inflacyjny wyjaśnia też, dlaczego obecnie wszechświat powinien być płaski a temperatura promieniowania relikтового powinna być taka sama na całej sferze niebieskiej. W epoce inflacyjnej wszechświat powiększył swoje rozmiary o wiele rzędów wielkości i nawet gdyby początkowo miał różną od zera krzywiznę, dzięki gwałtownej ekspansji zostałby wypłaszczony. Obecnie obserwowany wszechświat powstał z bardzo małego obszaru, który przed inflacją był z dużą dokładnością jednorodny, nie więc dziwnego, że obecnie temperatura promieniowania relikowego nie zależy od kierunku, z którego docierają do nas fotony tego promieniowania.

Model inflacyjny przewiduje, że wszechświat jest płaski, a więc  $\Omega_m = 1$ , a tymczasem, jak wspominaliśmy, już wcześniej z obserwacji wynika, że  $\Omega_m = 0.3$ . Jeżeli we wszechświecie zachodziła inflacja, to brakuje w nim materii! Rozwiązanie tego problemu też było wielką niespodzianką.

W drugiej połowie lat dziewięćdziesiątych astronomowie postanowili zmierzyć stałą Hubble'a, korzystając z obserwacji supernowych typu Ia. Supernowe typu Ia to wybuchające białe karły. Biały karzeł o masie mniejszej niż 1.4 masy Słońca jest stabilny. Jeżeli biały karzeł występuje w ciasnym układzie podwójnym, to może przyciągać materię od swojego niezbyt odległego towarzysza, i w ten sposób może powiększać swoją masę. Gdy masa białego karła osiągnie krytyczną wartość 1.4 masy Słońca, gwiazda taka traci stabilność i wybuchu. Ponieważ wybuchający biały karzeł ma zawsze masę bliską wartości krytycznej, przypuszcza się,

że podczas wybuchu takiej gwiazdy zawsze wydziela się taka sama ilość energii. Supernowe typu Ia mogą więc spełniać rolę standardowych świec. Kiedy korzystając z teleskopu Hubble’a astronomowie zaczęli obserwować bardzo dalekie supernowe, okazało się, że ich jasność jest mniejsza od oczekiwanej, nawet po uwzględnieniu zmian jasności spowodowanych przez rozszerzanie się wszechświata. To „pociemnienie” dalekich supernowych można wyjaśnić przyjmując, że obecnie wszechświat rozszerza się szybciej niż przewiduje to standardowy model Friedmana. To przyspieszone rozszerzanie się może być spowodowane przez stałą kosmologiczną lub ciemną energię. Z obserwacji dalekich supernowych typu Ia wynika, że wszechświat jest zbudowany w 25% z ciemnej materii i materii barionowej (jej wkład to zaledwie około 4%!) i w 75% z ciemnej energii. Pochodzenie ciemnej energii i jej natura nie są znane. Jedną z możliwości, jaką się poważnie rozważa, łączy ciemną energię z energią potencjalną jakiegoś samooddziałującego pola skalarnego, która powinna się zmieniać w czasie, gdyż tego wymaga równanie opisujące ewolucję takiego pola w rozszerzającym się wszechświecie. Wyjaśnienie własności ciemnej energii jest wielkim wyzwaniem dla fizyki cząstek elementarnych i kosmologii. Przypuszcza się, że ciemna energia nie odgrywała żadnej roli we wczesnych fazach ewolucji wszechświata, a jej efekty zaczęły być istotne stosunkowo niedawno.

Odkrycie ciemnej energii jako dominującego obecnie składnika wszechświata znacznie skomplikowało przewidywanie przyszłej ewolucji wszechświata. W standardowym modelu wszechświata, którego dynamikę opisuje równanie Friedmana (1), przyszłość wszechświata zależy od wartości parametru  $\Omega_m$ . Jeżeli  $\Omega_m > 1$ , to wszechświat początkowo się rozszerza, a po osiągnięciu pewnych maksymalnych rozmiarów zaczyna się kurczyć i w dalekiej przyszłości powstanie znowu stan o bardzo dużej gęstości. Jeżeli  $\Omega_m \leq 1$ , to wszechświat będzie się rozszerzał wiecznie. W standardowym modelu Friedmana, jeżeli znamy wartość stałej Hubble’a i średnią gęstość materii, to znamy również przy-

szłość wszechświata. Jeżeli ciemna energia jest powiązana z energią potencjalną samooddziałującego pola skalarnego, jak się powszechnie przypuszcza, to zmodyfikowane równanie Friedmana uwzględniające energię pola skalarnego nie wystarcza do opisu dynamiki wszechświata, trzeba je uzupełnić o równanie opisujące ewolucję pola skalarnego. Natura pola skalarnego, powodującego obecnie obserwowaną przyspieszoną ekspansję wszechświata, nie jest jednak znana. Okazuje się, że jeżeli nawet znamy obecną wartość stałej Hubble'a, średnią gęstość materii, a więc  $\Omega_m$ , i gęstość ciemnej energii, to te informacje nie wystarczają do przewidzenia przyszłości wszechświata. Oczywiście, mówiąc o przyszłości wszechświata, mamy na myśli kosmologiczną skalę czasu mierzoną w dziesiątkach miliardów lat. Wygląda na to, że przyszłość wszechświata jest zdeterminowana przez własności enigmatycznej ciemnej energii, o której obecnie wiemy bardzo mało.

### *SUMMARY*

### *UNPREDICTABLE UNIVERSE*

The paper presents the overview of the standard cosmological model, its successes and open questions.