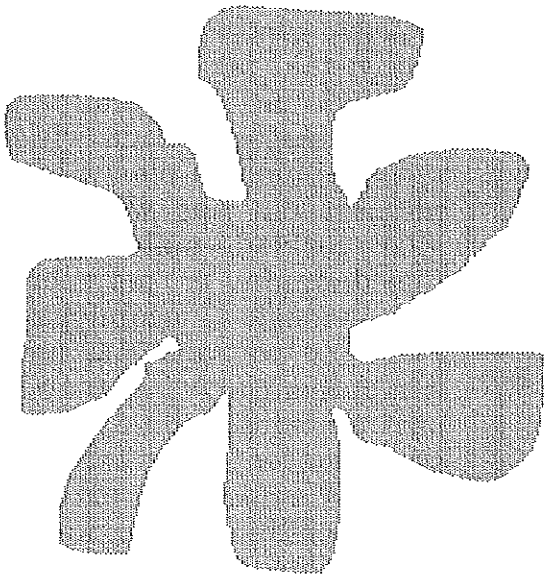


FIZYKA w niejednorodnym Wszechświecie

Andrzej Krasiński

Teoria grawitacji Einsteina, z której wyprowadza się wszystkie teoretyczne rozważania kosmologii, dopuszcza modele Wszechświata znacznie ogólniejsze od klasycznych modeli. Te klasyczne, zwane od nazwisk ich badaczy modelami Friedmanna - Lemaitre'a opisują ewoluujący Wszechświat jako jednorodny i izotropowy, czyli dokładnie taki sam w każdym miejscu i w każdym kierunku. Zaletą tych modeli jest ich prostota, a wadą - że Wszechświat wcale taki nie jest...

1 Problem struktury wielkoskalowej

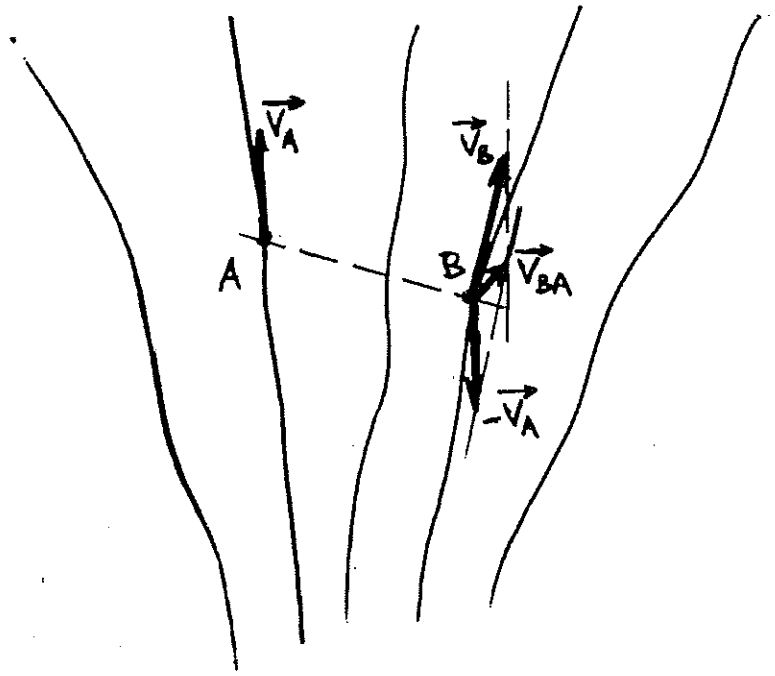
Przy tworzeniu modelu teoretycznego nowego zjawiska, nie ujętego przedtem w żaden opis matematycz ny, jest rzeczą rozsądną przyjęcie takich założeń, które maksymalnie uproszczą obliczenia. Dlatego też, gdy Einstein tworzył (w latach 1915 - 1917) pierwszy matematyczny model, który miał opisywać własności geometryczne naszej przestrzeni, przyjął założenie, że średnia gęstość materii we Wszechświecie jest stała w przestrzeni i czasie. Okazało się wnet, że nie istnieje potencjał grawitacyjny, który mógłby spełnić te warunki. Intuicyjnie jest to łatwe do zrozumienia: wobec powszechności przyciągania grawitacyjnego, materia Wszechświata musi być w ruchu, chyba że istnieje dodatkowe oddziaływanie przeciwstawiające się grawitacji. Einstein był bardziej przywiązany do swoich pozornie oczywistych założeń o Wszechświecie niż do nowo stworzonej teorii i wywnioskował stąd, że oddziaływanie przeciwdziałające grawitacji musi istnieć. Zmodyfikował więc teorię tak, aby je uwzględnić (oddziaływanie to opisuje sławna „stała kosmologiczna"). W 10 lat później E. Hubble opublikował wyniki swoich obserwacji, które pokazały, że Wszechświat nie jest niezmienny w czasie: dalekie galaktyki uciekają od naszej, przy czym pomiędzy ich odległością od nas r, a prędkością ucieczki v, istnieje korelacja, którą w przybliżeniu można opisać zależnością $v = H \cdot r$; współczynnik H jest dziś nazywany stałą Hubble'a. Model Einsteina musiał zostać zmodyfikowany. Było znów rzeczą naturalną zmodyfikować go tak, aby dostać wynik możliwie najprostszy. W następnym kroku przyjęto więc, że gęstość materii Wszechświata zmienia się co prawda w czasie, ale w każdej ustalonej chwili czasu jest taka sama w całej przestrzeni. W takim modelu prawo Hubble'a jest spełnione, lecz współczynnik H (nadal nazywany „stałą" Hubble'a) zmienia się z czasem. Model taki skonstruował Aleksander Friedmann w roku 1922, przed odkryciem Hubble'a, a więc „za wcześnie", przez co jego praca pozostała niezauważona do lat 30 - tych. Odkrycie Friedmanna powtórzył w roku 1927 Georges Lemaitre, nawiązując do wyników Hubble'a. Modele te nazywa się dziś modelami Friedmanna - Lemaitre'a.

Przez następne kilkadziesiąt lat modele te nie prowadziły do sprzeczności z wynikami obserwacji, cho-

ciaż ich skrajna prostota matematyczna była dla wielu fizyków podejrzana już w latach 30 - tych. Przeciwnie, coraz to nowe dane potwierdzały, że Wszechświat rozszerza się i że w przeszłości był gęstszy i gorętszy. Ukoronowaniem tych odkryć było zarejestrowanie, w roku 1965, kosmicznego promieniowania tła, które potwierdziło, że Wszechświat musiał być kiedyś na tyle gorący, że jego materia była w stanie zjonizowanym. Odkrycia te były rozumiane jako potwierdzenie słuszności modeli Friedmanna - Lemaitre'a, chociaż naprawdę potwierdzały one tylko jeden wniosek z nich: rozszerzanie się Wszechświata.

Pierwszy zasadniczy problem pojawił się w roku 1978. S. A. Gregory i L. A. Thompson pomierzyli (stosując tę samą zasadę, co Hubble w latach 20 - tych) prędkości ucieczki dużej liczby galaktyk. Następnie, zakładając ścisłą prawdziwość prawa Hubble'a, obliczyli odległości do nich i nanieśli wyniki na trójwymiarową „mapę" Wszechświata. Okazało się, że gromady galaktyk są zebrane w cienkie płaty otaczające obszary pustej przestrzeni, których średnica jest znacznie większa od grubości płatów zapełnionych materią. Późniejsze pomiary pozwoliły uwzględnić większą liczbę galaktyk i potwierdziły, że „struktura komórkowa" materii rozciąga się aż do granic, przy których teleskop i spektroskop mogą cokolwiek jeszcze zarejestrować. Materia, którą bezpośrednio widzimy, nie jest rozłożona równomiernie w przestrzeni.

W tym momencie trzeba było dokonać wyboru między dwiema możliwościami. Albo rozkład materii we Wszechświecie jest jednorodny, taki jak w modelach Friedmanna - Lemaitre'a, ale z jakiegoś powodu większość tej materii nie świeci i nie jest dla nas widoczna, albo rozkład materii jest niejednorodny i potrzebne są modele ogólniejsze. Pierwszy wariant ma swoich entuzjastów i stanowią oni prawdopodobnie większość społeczności astronomów. W niniejszym artykule chciałbym przekonać Czytelników, że teoretycy są dobrze przygotowani także na drugą ewentualność.



Cząstka B porusza się względem cząstki A prędkością $\vec{v}_{BA} = \vec{v}_B - \vec{v}_A$. Linie krzywe przedstawiają tory cząstek cieczy, na rysunku zaznaczono położenia cząstek A i B w tej samej chwili czasu.

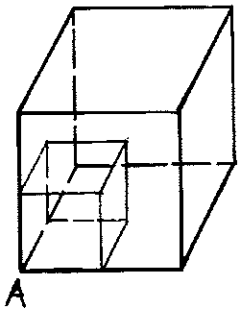
2 Jak może poruszać się ośrodek ciągły?

W teoretycznych modelach przyjmuje się, że Wszechświat jest wypełniony cieczą, tzn. ośrodkiem ciągłym, który w każdym punkcie swojej objętości ma dobrze określoną gęstość masy i prędkość ruchu. Jest to dość grube przybliżenie, bo galaktyki, uważane za elementarne części składowe Wszechświata w dużej skali, są raczej podobne do małych izolowanych porcji gazu poruszających się w pustej przestrzeni. Mimo to, przybliżenie takie jest powszechnie stosowane, bo tylko dla takiej sytuacji istnieje dobrze opracowana teoria. Różnica prędkości dwu cząstek A i B w płynącej cieczy (rys. 1) jest prędkością względną cząstki B mierzoną przez obserwatora umieszczonego na cząstce A. Tę prędkość względną można rozłożyć na trzy niezależne składowe, zwane ekspansją, rotacją i ścinaniem.

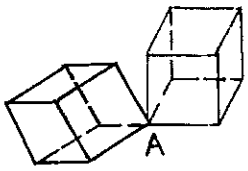
W modelach Friedmanna – Lemaitre'a występuje jednak tylko ekspansja. Czy jest prawdopodobne, aby

Składowe prędkości: ekspansja, rotacja, ścinanie

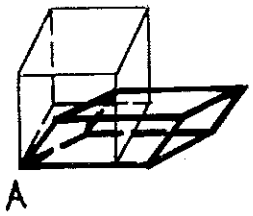
Aby zrozumieć sens fizyczny tych składowych, wyobraźmy sobie trzy sytuacje:



1. Niech rotacja i ścinanie będą równe zeru. Wtedy dowolne dwie cząstki cieczy będą oddalały się od siebie wzdłuż łączącej je prostej, zaś ich ruch będzie spełniał prawo Hubble'a.



2. Niech ekspansja i ścinanie będą równe zeru. Wtedy obserwator umieszczony na dowolnej cząstce cieczy zaobserwuje, że inne cząstki krążą wokół niego.



3. Niech ekspansja i rotacja będą równe zeru. Wybierzmy wewnątrz cieczy 8 cząstek położonych w chwili początkowej na wierzchołkach sześcianu i obserwujmy ich ruch. Po upływie pewnego czasu okaże się, że sześcian zdeformował się w równoległościan o tej samej objętości.

Te trzy sytuacje są oczywiście wyidealizowane, w rzeczywistych przepływach cieczy wszystkie trzy składowe występują równocześnie.

ruch tak skomplikowanego ośrodka, jak cały Wszechświat, był tak prosty?

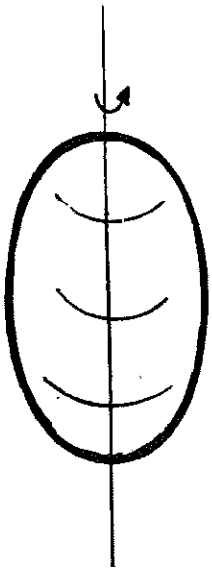
3 Jaką symetrię może mieć przestrzeń?

Zanim odpowiemy na to pytanie, zajmijmy się prostszym problemem dwuwymiarowych powierzchni. Mówimy, że przekształcenie danej powierzchni jest symetrią, jeśli po przekształceniu wszystkie relacje geometryczne na powierzchni pozostają niezmienione. Na przykład, płaszczyzna nie zmienia się przy przesunięciach wzdłuż dowolnego kierunku oraz przy obrotach dookoła dowolnego punktu. Punkty, które można połączyć przekształceniem symetrii, są nierozróżnialne. Będziemy tu mówić wyłącznie o symetriach ciągłych, tzn. takich, dla których przekształcenie przestrzeni można mierzyć za pomocą parametrów zmieniających się w sposób ciągły (np. długości przesunięcia lub kąta obrotu). Nie będziemy zajmowali się symetriami dyskretnymi, takimi jak odbicia, ponieważ nie mają one konsekwencji użytecznych w dalszych rozważaniach.

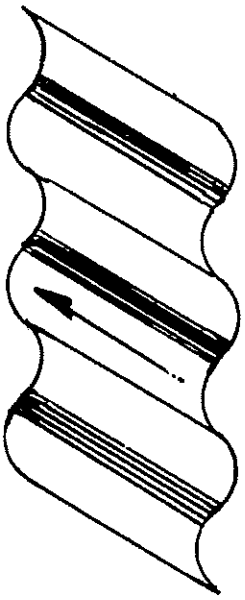
Większość powierzchni nie ma żadnej symetrii. Dobrym przykładem jest powierzchnia banana – w każdym jej punkcie lokalna geometria jest inna, np. jej krzywizna ma w każdym punkcie inną wartość. Dla powierzchni symetrycznych można mierzyć stopień ich symetrii. Może się na przykład zdarzyć, że zbiór obrazów dowolnego punktu P powierzchni przy wszystkich przekształceniach symetrii utworzy jednowymiarową krzywą. Mówimy wtedy, że grupa symetrii tej powierzchni jest jednowymiarowa. Aby zdefiniować przekształcenie symetrii trzeba w tym przypadku podać wartość tylko jednego parametru. Taką symetrię ma np. powierzchnia kurzego jajka, symetryczna względem obrotów wokół osi (parametrem symetrii jest tu kąt obrotu). Innym przykładem powierzchni o symetrii jednowymiarowej jest dach z blachy falistej, symetryczny względem przesunięć wzdłuż kierunku rowków (parametrem symetrii jest tu odległość, na którą

Symetrie

brak symetrii



symetria jednowymiarowa

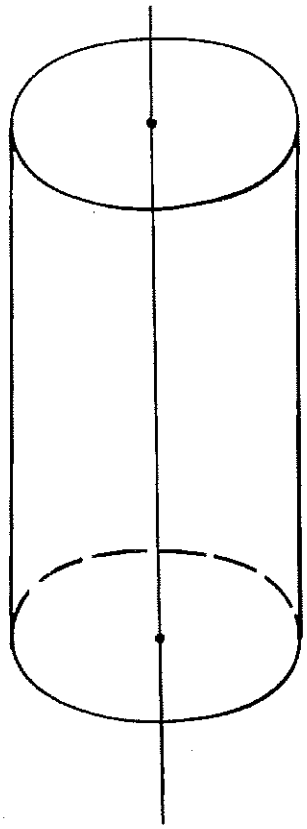


symetria jednowymiarowa

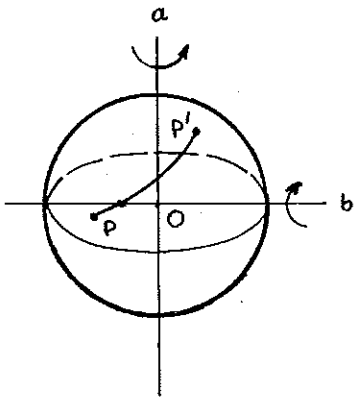
dokonano przesunięcia). Może się zdarzyć, że do opisu ruchu punktu powierzchni przy przekształceniu symetrii potrzebne będą dwa parametry. Tak jest na przykład na powierzchni cylindra, gdzie każde przekształcenie symetrii można złożyć z przesunięcia wzdłuż osi cylindra i obrotu wokół tej osi. Może wreszcie być tak, że potrzebne będą aż trzy parametry – tak jest na płaszczyźnie i na powierzchni kuli. W zbiorze dwuwymiarowych powierzchni płaszczyzna i kula są wyróżnione przez własność posiadania największej możliwej (trójwymiarowej) grupy symetrii. równocześnie (to nie przypadek!) mają one stałą krzywiznę – taką samą we wszystkich punktach, dodatnią w przypadku kuli i zerową w przypadku płaszczyzny.

Podobnie można mierzyć stopień symetrii dla trójwymiarowych przestrzeni. Posłużyliśmy się przykładem powierzchni dwuwymiarowych, ponieważ nasza intuicja geometryczna zawodzi już w przypadku trójwymiarowej krzywej przestrzeni. Przestrzenie takie są jednak rozważane w fizyce teoretycznej i istnieją metody badania ich własności geometrycznych. Większość przestrzeni nie ma żadnej symetrii, ale bogactwo możliwości jest tu większe niż w przypadku powierzchni i dla najbardziej symetrycz- nych przestrzeni trójwymiarowych przekształcenie symetrii jest zdefiniowane przez sześć parametrów. Przestrzenie o największej symetrii mają wszędzie stałą krzywiznę, przy czym może ona być zerowa (tak jest w przestrzeni euklidesowej), dodatnia albo ujemna.

Symetrie



symetria dwuwymiarowa



symetria trójwymiarowa

Przestrzeń naszego Wszechświata mogłaby mieć w zasadzie dowolną geometrię. W modelach Friedmanna - Lemaitre'a ma ona jednak stałą krzywiznę, którą można w zasadzie wyznaczyć. Jest ona związana prostą relacją ze stałą Hubble'a i gęstością materii we Wszechświecie.

Wyznaczenie krzywizny wymagałoby dokładnego pomiaru stałej Hubble'a i gęstości materii ρ, co jednak praktycznie nie jest możliwe z powodu niedokładnego wyznaczenia odległości do innych galaktyk. Tak więc nawet przy założeniu, że nasz prawdziwy Wszechświat jest zgodny z modelem Friedmanna - Lemaitre'a, nie potrafimy wyznaczyć krzywizny przestrzeni i nawet nie jesteśmy pewni jej znaku (wyniki obserwacji sugerują, że raczej jest ujemne). Możemy tu powtórzyć pytanie z końca poprzedniego paragrafu w nowym wariancie: czy jest prawdopodobne, aby tak skomplikowany układ, jak cały Wszechświat, miał najwyższą teoretycznie dopuszczalną symetrię? Jeśli tak nie jest, to wzór w ramce nie ma zastosowania i nie istnieje żaden prosty sposób wyznaczenia własności geometrycznych Wszechświata.

Wspomnimy tu o jeszcze jednym problemie, do którego wrócimy dalej. Jeśli krzywizna jest ujemna bądź równa zeru, to Wszechświat powinien rozszerzać się stale, mając stale nieskończone rozmiary, przy czym odległość między każdymi dwiema galaktykami powinna po dostatecznie długim cza- sie stać się dowolnie duża. Jeśli natomiast krzywizna jest dodatnia, to czas istnienia Wszechświata będzie skończony. Wszechświat będzie rozszerzał się do pewnego momentu, w którym siły grawitacyjne zatrzymają ucieczkę galaktyk (wszystkich równocześnie), a następnie zapadnie się z powrotem do „osobliwości końcowej" (patrz dalej).

Krzywizna przestrzeni w modelach Friedmanna - Lemaitre'a

Krzywizna K w modelach jednorodnych i izotropowych jest związana prostym wzorem ze stałą Hubble'a i gęstością materii ρ:

$$K = \left(\frac{8}{3}\pi G\rho - H^2\right)/c^2$$

gdzie G jest stałą grawitacji, a c prędkością światła. Znak stałej K określa charakter modelu.

K < 0 : Wszechświat nieskończony, stale rozszerzający się,

K = 0 : Wszechświat nieskończony, stale rozszerzający się, ale nie zakrzywiony,

K > 0 : Wszechświat skończony, ekspansja zostanie zahamowana i nastąpi kurczenie się.

4 Uogólnienia modeli Friedmanna - Lemaitre'a

Powyższe zastrzeżenia do modeli Friedmanna - Lemaitre'a nie były jedynie jałowym krytykanctwem. Fizycy już od lat 30 - tych zajmują się konstruowaniem i badaniem ogólniejszych modeli Wszechświata, które nie posiadają takich wad. Znane są modele z nieregularnym przepływem cieczy oraz z niesymetryczną przestrzenią. Podkreślić należy, że nie są one alternatywą, lecz ulepszeniem modeli Friedmanna - Lemaitre'a. W każdym z nich zawarte są parametry dowolne, w zasadzie możliwe do wyznaczenia z obserwacji, których szczególne wartości sprowadzają model ogólniejszy do modelu Friedmanna - Lemaitre'a. Oznacza to, że możemy za ich pomocą rozpatrywać dowolnie małe odstępstwa od geometrii tradycyjnych modeli.

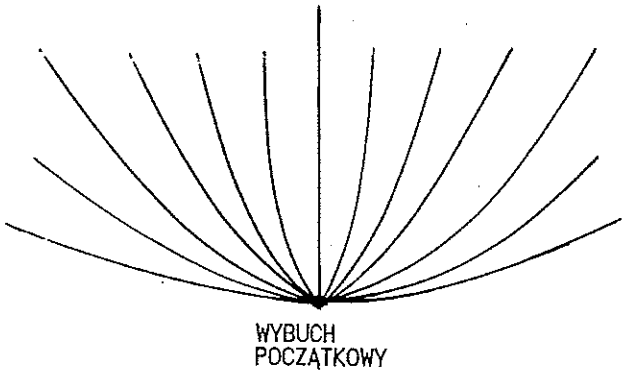
Ogólniejsze modele przewidują występowanie zjawisk fizycznych, niemożliwych do opisania w modelach Friedmanna - Lemaitre'a, i właśnie dlatego są uważane przez wielu fizy-

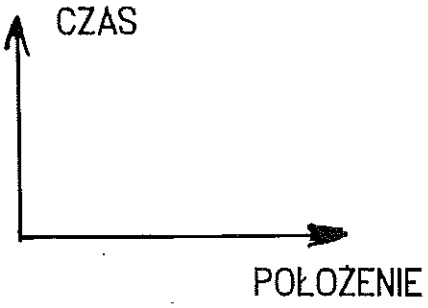
ków za ciekawy temat do badań. Szczególnie ważne osiągnięcia mają w tych badaniach następujący autorzy (w nawiasach daty opublikowania najważniejszych prac): Georges Lemaitre (ten sam! 1933), George Mc Vittie (1933), Richard Tolman (1934), Paul Kustaanheimo i Bertil Qvist (wspólna praca, 1948), Alan Barnes (1973), Peter Szekeres (1975) i Duane Szafron (1977). Omówimy poniżej przykłady zjawisk fizycznych charakterystycznych dla modeli o niższej symetrii niż Friedmanna – Lemaitre'a.

5 Zmienność krzywizny przestrzeni

Związek między krzywizną przestrzeni a gęstością materii nie jest na ogół tak prosty, jak w podanym wzorze (patrz ramka), a ponadto wszystkie występujące tam wielkości (krzywizna, stała Hubble'a, gęstość materii) zależą od położenia w przestrzeni. Może się więc zdarzyć, że znak krzywizny jest różny w różnych miejscach Wszechświata. Jeśli mimo to obserwatorzy w dwu różnych galaktykach będą usiłowali dopasować modele Friedmanna - Lemaitre'a do wyników swoich obserwacji, to może się zdarzyć, że jeden z nich uzna za najlepszy model z krzywizną dodatnią, zaś drugi uzna za najlepszy model z krzywizną ujemną. Fizycy opisują tę sytuację mówiąc, że

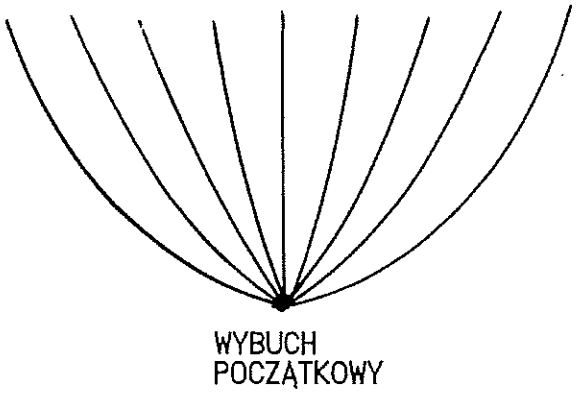
Ewolucja Wszechświata wg. Friedmanna – Lemaitre'a





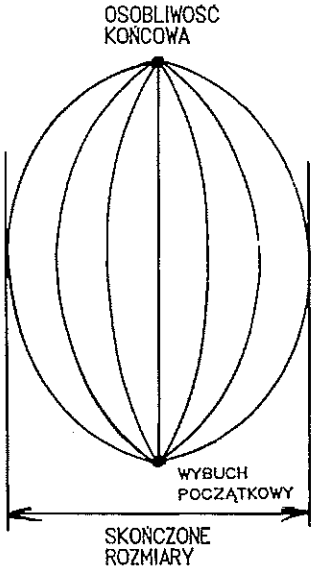
Model z krzywizną ujemną K< 0

Model ma nieskończone rozmiary i nieskończony czas istnienia. Prędkości ucieczki dalekich galaktyk dążą asymptotycznie do skończonej granicy.



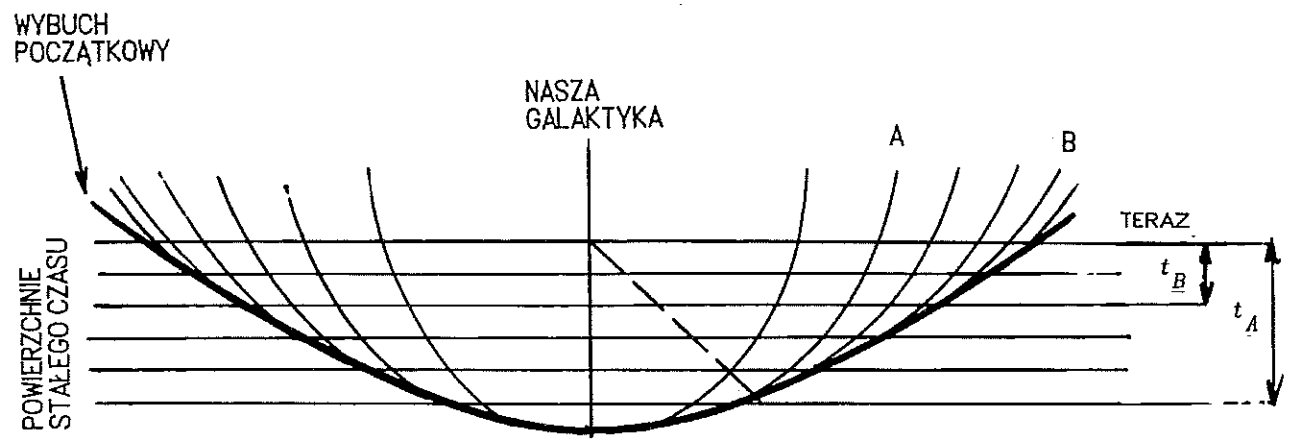
Model z krzywizną zerową K = 0

Różni się od modelu z krzywizną ujemną jedynie tym, że asymptotyczna granica prędkości ucieczki każdej galaktyki wynosi zero.



Model z krzywizną dodatnią K > 0

Ma stale skończone rozmiary i skończony czas istnienia. Ewolucja kończy się zapadnięciem do pojedynczego punktu przestrzeni.

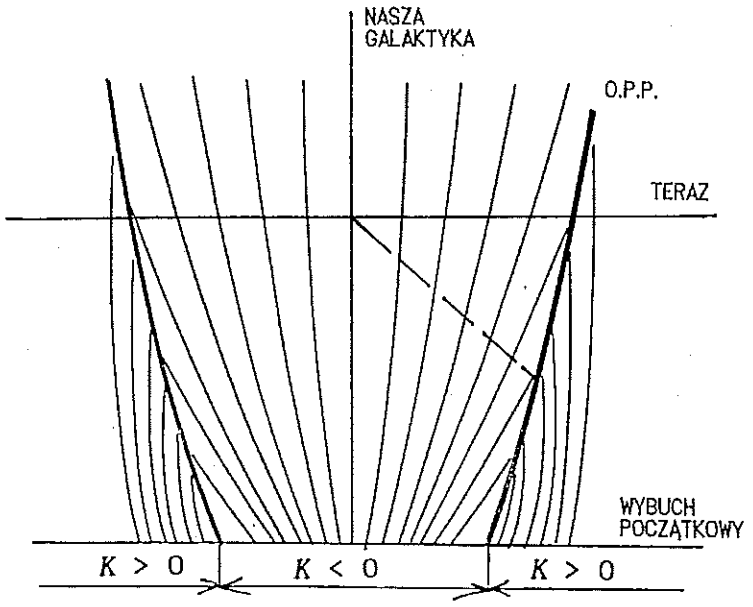


W typowym modelu Szekeresa – Szafrona galaktyki wynurzają się z wybuchu początkowego nierównocześnie. Gdy materia porusza się bez rotacji (tak właśnie jest w tym przypadku), istnieje jednoznaczna metoda synchronizacji zegarów we Wszechświecie. Przy tej synchronizacji, obserwatorzy w różnych miejscach zmierzą różny „wiek Wszechświata". t_A = wiek Wszechświata dla obserwatora A, $t_A > t_B$ – wiek Wszechświata dla obserwatora B.

znak krzywizny jest lokalną własnością czasoprzestrzeni (w modelach Friedmanna - Lemaitre'a jest to własność globalna).

6 Nierównoczesność wybuchu początkowego

Ponieważ inne galaktyki oddalają się od naszej, w przeszłości Wszechświat musiał być gęstszy i gorętszy (i są na to dowody obserwacyjne). W modelach Friedmanna - Lemaitre'a rozszerzaniem się Wszechświata rządzi wzór Hubble'a, $v = H(t)r$. Wstawiając ten związek do równań pola grawitacyjnego uzyskujemy wniosek, że w pewnej chwili w przeszłości cała materia Wszechświata musiała być skupiona w jednym punkcie. Chwila ta, oznaczmy ją t_0, miała nastąpić ok. 15 miliardów lat temu. Fizycy nie traktują tego wniosku całkiem dosłownie. Wszyscy wierzą, że przy bardzo dużych gęstościach materii, większych niż gęstość w jądrze atomowym, włączają się nowe procesy fizyczne, do opisu których potrzebna będzie kwantowa teoria grawitacji – do dziś nie sformułowana. Wspomniany wyżej wynik obliczeń należy więc rozumieć tak: w chwili t_0 gęstość Wszechświata była większa od każdej gęstości dopuszczanej przez fizykę niekwantową. W modelach Friedmanna - Lemaitre'a ów tak zwany wybuch początkowy następuje w jednym punkcie i w oparciu o te modele wydaje się rzeczą oczywistą, że obserwator w dowolnym miejscu Wszechświata powinien zmierzyć tę samą wartość t_0. Tymczasem w modelach Szekeresa – Szafrona nie jest to prawdą: wybuch początkowy nie jest pojedynczym zdarzeniem, lecz procesem rozciągniętym w czasie, zachodzącym w różnych chwilach dla różnych obserwatorów. Można to ob-



Osobliwość przecinających się powłok (O.P.P). Przerywana linia jest torem (hipotetycznego) promienia świetlnego przynoszącego do nas sygnał z osobliwości. Przy odpowiednio dobranej konfiguracji osobliwości jest w zasadzie możliwe odebranie sygnału także z późniejszej fazy wybuchu początkowego (por. rys. powyżej). Czy widzimy takie sygnały?

jaśnić za pomocą porównania, które w dobie filmów typu „Rambo" i „Mad Max" powinno być dla każdego łatwo zrozumiałe: rozlana po ziemi i podpalona benzyna nie zapala się na całej powierzchni równocześnie. Płomień zaczyna się od zlokalizowanego źródła i rozbiega w dal od niego. Podobnie można sobie wyobrażać początkowy wybuch Wszechświata. Wynikają stąd następujące możliwości:

1. „Wiek Wszechświata" nie jest wielkością uniwersalną, lecz będzie różny dla różnych części Wszechświata. Co więcej, nie musi on być skończony albo nieskończony dla całego Wszechświata jednakowo. W tej okolicy, gdzie krzywizna jest□ujemna bądź zerowa, rozszerzanie się będzie trwało wiecznie, natomiast w okolicy, w której krzywizna jest dodatnia, Wszechświat zacznie kurczyć się po skończonym czasie (por. uwagi o czarnych dziurach w paragrafie 7 – czarna dziura jest właśnie obszarem, który skurczył się wcześniej niż inne okolice Wszechświata).

2. Może się zdarzyć, że rozszerzająca się część Wszechświata zostanie ze wszystkich stron otoczona kurczącą się materią. Tory cząstek materii zaczną wtedy przecinać się na granicy obszaru kurczącego się i rozszerzającego, tworząc rozciągniętą w czasie, lecz ograniczoną przestrzennie osobliwość podobną do osobliwości końcowej. Fachowo nazywa się ona osobliwością przecinających się powłok.

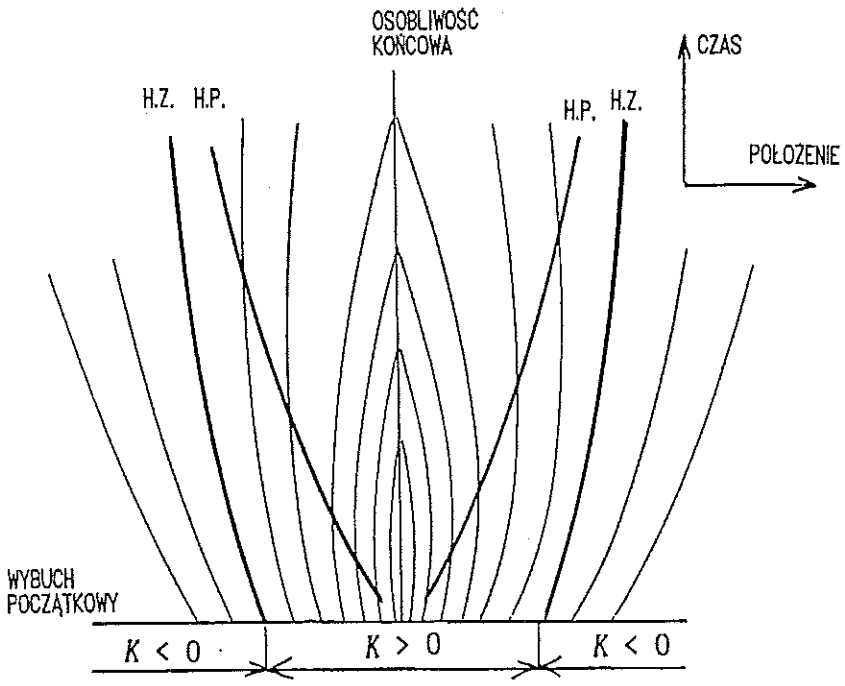
3. Może się oczywiście zdarzyć, że już teraz odległe od nas obszary Wszechświata są w fazie kurczenia się. Taką możliwość przepowiadał Tolman już w roku 1934.

4. Sygnały świetlne wysłane z miejsc, gdzie wybuch początkowy nastąpił znacznie później niż w naszej Galaktyce, a także sygnały z osobliwości przecinających się powłok, mogą do nas docierać właśnie teraz. W ten sposób próbowano kiedyś tłumaczyć źródła energii w kwazarach – miały to być „zapóźnione ośrodki" wybuchu początkowego. Wyjaśnienie to stało się mało prawdopodobne, gdy odkryto większą liczbę kwazarów oraz stwierdzono, że natężenie promieniowania tła jest niezależne od kierunku

obserwacji z dużą dokładnością.

7 Czarne dziury w rozszerzającym się Wszechświecie

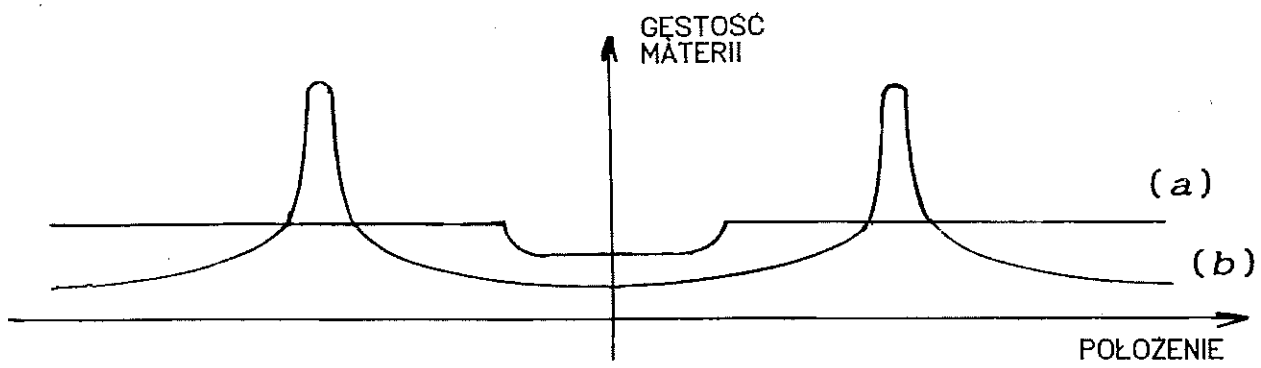
Wszyscy Czytelnicy słyszeli prawdopodobnie o czarnych dziurach – zapadniętych obiektach, których rozmiary są tak małe w porównaniu z ich masą, że prędkość ucieczki z ich powierzchni przewyższa prędkość światła. Model Friedmanna - Lemaitre'a z dodatnią krzywizną może być interpretowany jako wnętrze czarnej dziury: nawet promień świetlny nie może z niego uciec. Taka czarna dziura ma jednak stałą masę, tzn. jest to obiekt, który już zakończył wyłapywanie nowej materii z otaczającej przestrzeni. Obiekt ten jest sam w sobie ciekawym przedmiotem badań, ale bardziej interesująca byłaby możliwość opisania czarnej dziury w trakcie powstawania. Taką możliwość daje model Lemaitre'a - Tolmana (nie mylić z modelem Friedmanna – Lemaitre'a), który jest sferycznie symetrycznym podprzypadkiem modelu Szafrona – Szekeresa. Należy wyobrazić sobie następującą sytuację: pewna część materii zapadnie się z powrotem, ale inaczej niż przy tworzeniu osobliwości przecinających się powłok, mniejsze sfery materii zaczynają kurczyć się wcześniej. Sfera sąsiadująca od zewnątrz z tą, która właśnie ma rozpocząć zapadanie się, zatrzyma się i zacznie zapadać nieco później. W ten sposób, różne sfery nigdy się nie przetną, zaś każda sfera, która właśnie zatrzymała się, aby rozpocząć zapadanie, staje się nową membraną izolującą świat zewnętrzny od komunikacji z jej wnętrzem. Jest to model czarnej dziury podczas procesu jej powstawania, jej masa i objętość rosną z czasem.



Powstawanie czarnej dziury w modelu Lemaitre'a - Tolmana. H.P. – horyzont pozorny (powierzchnia rosnącej czarnej dziury), H.Z. – horyzont zdarzeń. Każdy sygnał wysłany spod horyzontu zdarzeń zostanie prędzej lub później wciągnięty do osobliwości końcowej.

8 Problem „struktury komórkowej"

Model Lemaitre'a – Tolmana potrafi też wyjaśnić, dlaczego galaktyki mają skłonność do grupowania się w cienkie powłoki otaczające obszary pustej przestrzeni. Powierzchnia oddzielająca obszary o różnych gęstościach materii, będzie na ogół



Ewolucja rozrzedzenia we Wszechświecie. Krzywa (a) - sytuacja początkowa, krzywa (b) - obszar rozrzedzony jest większy i otoczony powłoką o wysokiej gęstości.

poruszać się względem cząstek materii w kierunku obszaru o większej gęstości (efekt ten występuje też w hydrodynamice newtonowskiej i nie jest charakterystyczny dla teorii Einsteina). Zatem, jeśli obszar o niższej gęstości pojawi się gdziekolwiek we Wszechświecie, jego granice zaczną uciekać na zewnątrz, od centrum rozrzedzenia, tworząc falę o zwiększonej gęstości materii i wciągając do fali materię z sąsiadującego z nią obszaru. Wynika stąd, że każdy obszar o niższej gęstości będzie stawał się coraz większy i coraz bardziej rozrzedzony. Materia będzie skupiała się tam, gdzie fale gęstości uciekające od różnych centrów zderzają się ze sobą. Proces ten powinien prowadzić do tworzenia obserwowanej „struktury komórkowej".

9 Wpływ ekspansji Wszechświata na układy planetarne

Pole grawitacyjne materii Wszechświata (tzn. galaktyk innych niż nasza) przenika Układ Słoneczny. Podejrzewano już dawno, że rozszerzanie się Wszechświata, powodujące zmienność w czasie kosmologicznego pola grawitacyjnego, może mieć wpływ na orbity planet. Pierwszą próbę obliczenia tego efektu podjęli A. Einstein i E. G. Straus w roku 1945. Założyli oni, że Wszechświat Friedmanna - Lemaitre'a zawiera wewnątrz pustą dziurę, w której środku znajduje się Słońce. Przy odpowiednim dopasowaniu rozmiaru dziury (zmiennego w czasie) i masy Słońca konfiguracja taka okazała się zgodna z równaniami pola grawitacyjnego (masa Słońca musi być równa masie ośrodka kosmicznego usuniętego z dziury). W takiej konfiguracji orbity planet nie reagują na rozszerzanie się Wszechświata. Wniosek ten został na wiele lat przyjęty jako ogólne prawo wynikające z teorii Einsteina. Tymczasem, rozważania paragrafu 8 sugerują, że konfiguracja Einsteina - Strausa jest niestabilna: przy zbyt małej masie Słońca brzeg dziury będzie oddalał się od jej centrum szybciej niż cząstki „kosmicznego płynu", i będzie przy tym gromadził dodatkową materię, przy zbyt dużej masie Słońca brzeg dziury zacznie poruszać się ku jej centrum i dążyć do zapełnienia pustki materią. W konfiguracji stabilnej, kosmiczny rozkład materii musi rozciągać się po całej objętości układu planetarnego. Konfigurację taką zbadano w oparciu o model Lemaitre'a – Tolmana. Okazało się, że planety nie mogą mieć orbit kołowych. Rozszerzanie się Wszechświata ma więc wpływ na orbity planet, ale niestety jest on zbyt mały, aby go zmierzyć.

Ekspansja orbit planetarnych

Promień orbity zmienia się z czasem zgodnie ze wzorem:

$$\frac{dR}{dt} = \frac{8\pi G}{c^4}\rho R^4 \frac{H}{2M}$$

gdzie G, c, ρ i H oznaczają odpowiednio stałą grawitacji, prędkość światła, gęstość materii i stałą Hubble'a. R jest odległością między planetą a Słońcem, M jest masą Słońca. Efekt ten jest większy dla orbit o dużych promieniach i dla Saturna wynosi:

$$\left(\frac{dR}{dt}\right) = 6 \times 10^{-18}\,\mathrm{m/rok}.$$

Zakończenie

Lista nowych problemów, które otwierają przed nami niejednorodne modele Wszechświata, nie została tu wyczerpana. Jest to temat słabo wyeksploatowany i można oczekiwać dalszych niespodzianek. Można by wysnuć z tego tekstu pesymistyczną konkluzję, że większość naszej wiedzy o Wszechświecie jest pozorna, opiera się bowiem na próbach dopasowania do rzeczywistości jednej, bardzo szczególnej klasy modeli, której prawie wszystkie własności są wyjątkowe w zbiorze teoretycznie możliwych modeli. Wniosek ten jest, nawiasem mówiąc, prawdziwy. Niniejszy artykuł prowadzi jednak także do optymistycznego wniosku, który powinien zadowolić większość astronomów – kosmologia jako nauka ma przed sobą przyszłość.

Docent Andrzej Krasiński z Centrum Astronomicznego im. M. Kopernika w Warszawie jest specjalistą w dziedzinie ścisłych rozwiązań równań Einsteina. Kilka lat temu podjął się wielkiego dzieła krytycznego przeczytania całej literatury dotyczącej ścisłych rozwiązań mających zastosowanie w kosmologii, co jest o tyle ważne, że to samo rozwiązanie jest publikowane nawet po kilkanaście razy, za każdym razem jako nowe! Ilość prac przeczytanych: 700. Wyniki przeglądu są przygotowywane do publikacji.