

I znowu rewolucja

Skąd wiadomo, że Wszechświat rozszerza się coraz szybciej, i co to oznacza?

*doktorant, Instytut Fizyki Teoretycznej,
Uniwersytet Warszawski

Mateusz ISKRZYŃSKI*



Nagrodę Nobla z fizyki w roku 2011 otrzymali Saul Perlmutter, Brian Schmidt i Adam Riess w uznaniu wyjątkowego postępu w pomiarach astronomicznych o ważnych konsekwencjach dla kosmologii. Udowodnili oni, że – o ile nasz opis Wszechświata jest poprawny – Wszechświat rozszerza się coraz szybciej. To liczące sobie zaledwie dekadę odkrycie w zasadniczy sposób zmieniło nasze rozumienie kosmosu.

Metody doświadczalne i główne pojęcia. Edwin Hubble jako pierwszy stwierdził, że częstotliwości światła wyemitowanego przez odległe galaktyki są przesunięte ku niższym wartościom (światło jest bardziej czerwone, stąd nazwa *przesunięcie ku czerwieni*, od ang. *redshift*) niż światła o tej samej charakterystyce, wyemitowanego przez źródło spoczywające. Te obserwacje, wielokrotnie powtarzane i znacznie od czasów Hubble'a udoskonalone, dowodzą, że to sama przestrzeń rozszerza się. Opisujący to rozszerzanie parametr, nazywany również *przesunięciem ku czerwieni* i oznaczany przez z , jest zdefiniowany jako stosunek różnicy częstotliwości fali świetlnej emitowanej przez dany obiekt astronomiczny f_{em} i tej obserwowanej na Ziemi f_{obs} do tej ostatniej częstotliwości:

$$z = \frac{f_{em} - f_{obs}}{f_{obs}} = \frac{f_{em}}{f_{obs}} - 1.$$

Każde znajdujące się w kosmosie źródło światła ma swoje własne widmo częstotliwości składające się z nieco rozmytych, dyskretnych linii, które odpowiadają dobrze zdefiniowanym częstotliwościom światła emitowanego lub pochłanianego przez odpowiednie pierwiastki chemiczne, takie jak wodór, hel itd. Porównując charakterystyczne częstotliwości mierzonych widm ze znanymi częstotliwościami linii widmowych, można wyznaczać przesunięcie ku czerwieni danego obiektu (w większości przypadków można zauważyć, że wszystkie dyskretnie linie zostały przesunięte o ten sam czynnik względem generowanych przez pierwiastki na Ziemi).

Zależność między obserwowanymi przesunięciami i odległościami bliskich nam źródeł jest z dobrym przybliżeniem liniowa, co w ramach ogólnej teorii względności wskazuje właśnie na rozszerzanie się przestrzeni. W przypadku źródeł bardziej odległych ta relacja staje się bardziej skomplikowana, gdyż nie można zaniedbać roli przeszłej ewolucji Wszechświata. Dysponując odpowiednio dużą liczbą wiarygodnych pomiarów odległości do źródeł i ich przesunięć ku czerwieni, zależność tę można odwrócić – ewolucja Wszechświata może zostać określona w ramach danego modelu kosmologicznego. Kluczowym warunkiem powodzenia jest jednak posiadanie dobrego oszacowania odległości do każdego kosmicznego źródła światła. Zwykle wykorzystuje się tu tzw. *świece standardowe*, czyli obiekty o znanej *jasności właściwej*, która dana jest przez *światłość* danej gwiazdy czy galaktyki, czyli energię emitowanego światła.

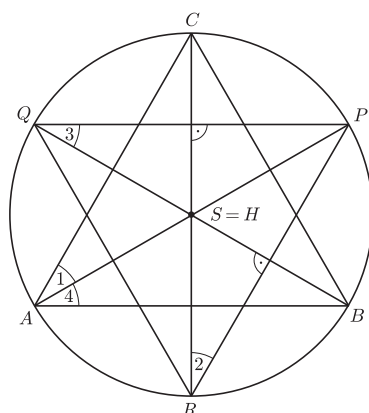
Przed nagrodzonymi pomiarami jedyne znane *świece standardowe* znajdowały się w odległościach od naszej Galaktyki nieprzekraczających 50 megaparseków, co w skali kosmologicznej nie jest dużym dystansem i odpowiada przesunięciu ku czerwieni rzędu 0,1. Obserwacje supernowych typu Ia pozwoliły zwiększyć zakres możliwych pomiarów odległości niemal o dwa rzędy wielkości. Jak to często bywa w fizyce, tak znaczna poprawa zakresu danych doświadczalnych przyniosła wiele frapujących pytań.

Modele kosmologiczne. Model kosmologiczny to w ogólności po prostu definicja obiektu geometrycznego, który reprezentuje Wszechświat. W ogólnej teorii względności jest to rodzaj różniczkowej wyposażonej w metrykę, tzn. funkcję umożliwiającą obliczanie odległości. Dynamikę Wszechświata o znanym składzie określają już wtedy całkowicie równania Einsteina.

Jeden z modeli kosmologicznych wyróżnia się swoją prostotą i wysokim stopniem symetrii. Jest to model *Friedmanna-Lemaitre'a-Robertsona-Walkera (FLRW)*, charakteryzujący się jednorodnością i izotropowością, co oznacza, że Wszechświat wygląda tak samo w każdym kierunku z każdego punktu w przestrzeni. To, czy takie symetrie są zgodne z obserwacjami Wszechświata w największych skalach, pozostaje



Rozwiązanie zadania M 1364.
Wykażemy, że trójkąt ABC musi być równoboczny.



Załóżmy, że S jest ortocentrum trójkąta PQR . Mamy równość kątów $\angle CAP$ i $\angle CRP$, jako wpisanych opartych na tym samym łuku. Skoro jednak S jest ortocentrum, to kąt $\angle CRP$ jest równy kątowi $\angle PQB$. Ten z kolei jest oparty na tym samym łuku co kąt $\angle PAB$. Zatem $\angle CAP = \angle PAB$, czyli AP jest dwusieczną i zarazem środkową w trójkącie ABC . Zatem $BA = AC$, co wynika np. z twierdzenia o dwusiecznej. Analogicznie dowodzimy, że $AC = CB$.

Model standardowy zakłada, że Wszechświat wypełnia materia (obejmująca promieniowanie). Zezwala na dowolną krzywiznę trójwymiarowej przestrzeni oraz dopuszcza opisaną dalej stałą kosmologiczną.

W ogólności równania Einsteina odpowiadają idei, że geometria czasoprzestrzeni jest bezpośrednio związana z rozkładem masy (energii). Zależność czynnika skali od czasu realizuje to w bardzo symetrycznym przypadku. Istotnie, dobrze zdefiniowany model kosmologiczny wymaga, poza równaniem Friedmanna, równania ciągłości, zawierającego gęstość energii i ciśnienie oraz zachowania energii, jak też spełnienia równania stanu, wiążącego gęstość energii z ciśnieniem. We Wszechświecie zdominowanym przez nierelatywistyczne cząstki materii ciśnienie wynosi zero, co upraszcza rozumowanie.



tematem dyskusji, ale model ten dostarcza tak dużej liczby poprawnych przewidywań, że jedną z jego wersji nazywa się „standardowym modelem kosmologicznym”.

Metryka FLRW zawiera tylko jeden parametr zmienny w czasie. Nazywany jest on *czynnikiem skali* i mnoży wszelkie odległości przestrzenne. Gdy rośnie ileś razy, wszystkie odległości między niezwiązanymi grawitacyjnie obiektami we Wszechświecie zwiększają się w ten sam sposób. Tempo względnego przyrostu czynnika skali zależy od średniej gęstości energii we Wszechświecie (odpowiedni wzór nazywany jest równaniem Friedmanna). Obecnie dominujący wkład do wartości energii Wszechświata pochodzi od mas obiektów astronomicznych (poprzez słynny wzór $E = mc^2$), a Wszechświat nie wykazuje obserwowalnej krzywizny przestrzennej. Wzrost czynnika skali oznacza zatem, iż odległości między obiektami kosmicznymi zwiększają się, co zmniejsza gęstość energii, a to z kolei spowalnia wzrost czynnika skali. Jeśli byłoby to wszystko, to tempo rozszerzania się Wszechświata musiałyby maleć.

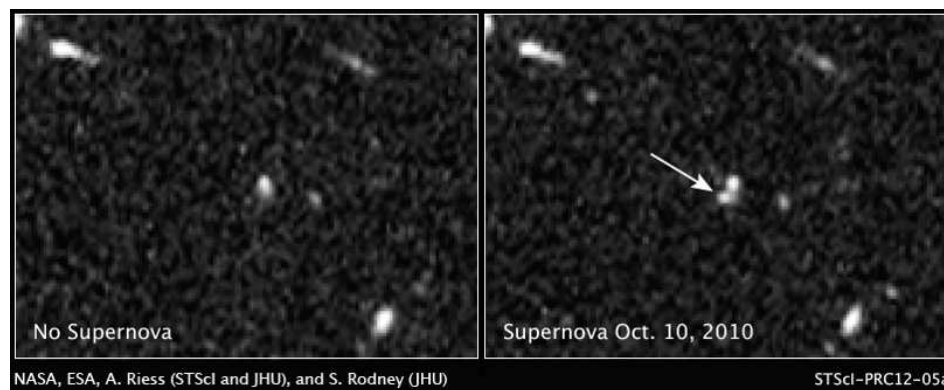
Jednak motywacje teoretyczne, które wiodły Einsteina do równań ogólnej teorii względności, dopuszczają w tych równaniach dodatkowe wyrażenie zawierające tzw. stałą kosmologiczną, niezwiązaną z żadną znaną wielkością fizyczną. Jeśli we Wszechświecie nie byłoby innych form energii, dodatnia stała kosmologiczna wymuszałaby stałe tempo względnego wzrostu czynnika skali. Oznacza to, że on sam rosłby coraz szybciej – rozszerzanie się Wszechświata przyspieszałoby. Oczywiście to, czy stała kosmologiczna jest niezerowa, może w zasadzie być stwierdzone za pomocą obserwacji ewolucji Wszechświata. Aby otrzymać znaczące rezultaty, trzeba przeanalizować odpowiednio duże skale czasu – czyli obserwować obiekty, które wyemitowały światło bardzo dawno temu.

Metoda. Najdalsze znane „świece standardowe” to supernowe typu Ia. Uważa się, że powstają one z układów podwójnych białego karła połykającego materię z gwiazdy towarzyszącej. W pewnym momencie ciśnienie materii wyzwala fuzję jądrową węgla i tlenu, powodując największe eksplozje widziane we Wszechświecie.

W ogólności supernową nazywa się katastrofalną eksplozję całej gwiazdy. Zwykle można ją obserwować jako obiekt nagle pojawiający się na niebie, z reguły jaśniejszy niż galaktyka, w której występuje, i powoli ciemniejący. Klasyfikuje się je według ich widma: typ Ia nie zawiera linii wodorowych. Uważa się, że mechanizm fizyczny, który wyzwala wybuch, jest taki sam dla każdej supernowej typu Ia. Stanowią one zatem bardzo dobre „świece standardowe”, gdyż można w miarę bezpiecznie zakładać, iż maksymalna świetlność właściwa jest taka sama dla każdej z nich.

Losowe pojawianie się supernowych na niebie utrudnia ich obserwację – mogą zabłysnąć w dowolnym momencie w którymkolwiek miejscu na niebie, więc należałoby czujnie obserwować dużą jego część, by zapewnić sobie statystycznie znaczącą ilość danych.

Supernowe typu Ia osiągną największą jasność po kilku tygodniach od eksplozji, trudno zatem spostrzec ciemniejsze spośród nich (dalsze), zanim osiągną maksymalną jasność, gdyż można je obserwować tylko za pomocą największych teleskopów na Ziemi i kosmicznego teleskopu Hubble’a. Te urządzenia są jednak już używane w wielu ważnych badaniach, więc trzeba było postępu technicznego lat 80. (detektorów CCD i szybkich komputerów do analizy obrazu), by odkryć i analizować wiele supernowych typu Ia.



Wykrywanie supernowych w praktyce. Jasny obiekt pojawia się (zdjęcie po prawej) na uprzednio ciemnym fragmencie nieba (zdjęcie po lewej).

S. Perlmutter *et al.*, *Cosmology from type Ia supernovae*, Bull. Amer. Astronom. Soc. 29:1351, 1997.



Włożono również pewien wysiłek w badania modeli niejednorodnych (w których Ziemia musi znajdować się w jednej z wyróżnionych pozycji we Wszechświecie), np. modelu Lemaitre'a-Tolmana, który wyjaśnia przyspieszone rozszerzanie się Wszechświata przez nierównoczesny dla różnych części Wszechświata Wielki Wybuch, co nie wymaga wprowadzania stałej kosmologicznej.

Pomysł Saula Perlmuttera i jego zespołu (wsparty jego umiejętnościami dyplomatycznymi) polegał na regularnym zbieraniu danych, ale używając teleskopów tylko przez krótki czas. Pozwoliło to wyłapać kandydatów na supernowe, gdy jeszcze zwiększali oni swoją jasność, i poświęcić więcej czasu na obserwację małych części nieba, które były potencjalnie interesujące.

Jak wspominał sam Perlmutter: *Zaraz po nowiu obserwujemy 50 do 100 obszarów nieba daleko od płaszczyzny ekliptyki, a każdy z nich zawiera niemal tysiąc galaktyk o dużym przesunięciu ku czerwieni. Wracamy tam po trzech tygodniach, by przyjrzeć się tym samym obszarom i porównujemy obrazy wszystkich dziesiątek tysięcy galaktyk.*

W ten sposób techniczny problem znajdowania supernowych typu Ia został rozwiązany i pozostało rozwiązać wątpliwości co do interpretacji uzyskanych danych. Najważniejszym problemem było pytanie, czy te supernowe są dostatecznie „standardowe”, by służyć jako znaczniki odległości. W końcu absorpcja części światła przez pył międzygalaktyczny mogłaby powodować, że supernowa wydawałaby się mniej jasna i bardziej czerwona niż w rzeczywistości, zresztą może bardziej czerwone supernowe występowały częściej w badanej próbce. Pomysł grupy drugiego laureata Nagrody Nobla, Adama Riessa, polegał na wykorzystaniu tzw. relacji Phillipsa, czyli liniowej zależności między jasnością właściwą a czasem, przez jaki supernowa ciemnieje po osiągnięciu swojej największej jasności. Dzięki przeskalowaniu czasu badaczom udało się dopasować wszystkie krzywe jasności supernowych do jednego przebiegu wzorcowego, co pozwoliło uzyskać oszacowanie maksymalnej jasności, obowiązujące dla nich wszystkich. Został on stworzony przy wykorzystaniu bliskich supernowych (o małym przesunięciu ku czerwieni), a dane o dużym z zostały dopasowane do tego kształtu.

W ten sposób badacze byli w stanie porównać jasności supernowych i przesunięcia ku czerwieni ich macierzystych galaktyk (gdy były dostępne; jeśli nie – przesunięcia samych supernowych) dla wszystkich znalezionych supernowych typu Ia. Stwierdzili, że odległe supernowe były ciemniejsze i bardziej czerwone, niż gdyby Wszechświat był wypełniony wyłącznie materią. Dane wskazywały, że rozszerzanie się Wszechświata przyspiesza.

Znaczenie pomiaru. Wyniki przeglądu supernowych szybko zostały zaakceptowane przez społeczność naukową. Jednym z powodów był fakt, że uzupełniły one oszacowania ilości materii we Wszechświecie niezależnie wywiedzione z dynamiki galaktyk i obserwacji mikrofalowego promieniowania tła. Obecnie dane z zakresu wysokich przesunięć ku czerwieni (zebrane aktualnie z ponad 500 supernowych) wraz z innymi obserwacjami pozwalają na stosunkowo precyzyjne wyznaczenie parametrów standardowego modelu kosmologicznego. Okazało się, że w ramach standardowego modelu kosmologicznego stała kosmologiczna musi być dodatnia. Prowadzi to do dalszych, wciąż nierozstrzygniętych pytań, które stymulowały badania teoretyczne w ostatniej dekadzie.

Stałą kosmologiczną można interpretować jako specyficzną formę nieoddziałującego, jednorodnego kosmicznego płynu, który nie rozrzedza się wraz z rozszerzaniem się Wszechświata – nazywamy ten płyn *ciemną energią*. Czym mogłaby ona być? Jakkolwiek eksperymenty fizyki cząstek elementarnych ograniczone są do małych układów, teoretycy tej dziedziny bez wysiłku mogą sobie wyobrazić, że energia potencjalna pola skalarne mogłaby sprostać temu zadaniu. Ale jakiego pola skalarne? I jaka fizyka byłaby odpowiedzialna za tę konkretną wartość energii potencjalnej? Przy naszym obecnym stanie wiedzy pytania te pozostają niezwykle trudne.

Czy ciemna energia rzeczywiście się nie rozrzedza? A może tylko trochę? Wyobrażenie przeszłej ekspansji Wszechświata zależy od odpowiedzi na to pytanie. W zasadzie kwestia ta mogłaby być studiowana na podstawie danych dotyczących powstawania galaktyk we wczesnym Wszechświecie, ale jest to niezmiernie trudny problem.

Wiadomo, że fluktuacje kwantowe znanych pól (związanych z już odkrytymi cząstkami elementarnymi) dają wkład do ciemnej energii, który jest 120 rzędów wielkości większy niż jej obserwowana gęstość. Zakładając, że byłby to poprawny opis, jaki mechanizm fizyczny mógłby odpowiadać za tak niezwykłą redukcję? To pytanie znane jest w fizyce cząstek elementarnych jako „problem stałej kosmologicznej”.

Niektórzy uważają, że prawdziwie rewolucyjny wynik w fizyce to nie tylko taki, który odpowiada na wiele pytań, ale taki, który pozwala postawić wiele nowych. W tym kontekście odkrycie Perlmuttera, Schmidta, Riessa i ich zespołów stanowi początek prawdziwego przewrotu w naszym rozumieniu Wszechświata.