

Łączenie jasnej i ciemnej strony Wszechświata

* Narodowe Centrum Badań Jądrowych

Anna DURKALEC*

Wielkie przeglądy nieba ukazują lokalny Wszechświat o strukturze siatki – lub raczej pajęczyny będącej dziełem pijanego pająka. W strukturze tej obszary o dużych zagęszczeniach galaktyk (ogólniej, materii świecącej) przedzielone są tu i ówdzie rejonami całkowitej pustki. Ale Wszechświat nie zawsze tak wyglądał. Obserwacje mikrofalowego promieniowania tła (*cosmic microwave background*, CMB) pochodzącego z okresu około 380 000 lat po Wielkim Wybuchu przedstawiają młody Wszechświat jako *prawie* jednorodny. Naturalnie więc rodzą się pytania. Jak i kiedy wielkoskalowa struktura Wszechświata zaczęła się formować? Jakie czynniki miały największy wpływ na jej ewolucję? Jak ta ewolucja w ogóle przebiegała?

Udzielenie odpowiedzi na te pytania oczywiście nie jest łatwym zadaniem. Zaczniemy od tego, że aby móc prześledzić ewolucję wielkoskalowej struktury Wszechświata, niezbędne są obserwacje wielu galaktyk, od tych najstarszych po współczesne. Ale, wbrew pozorom, to nie w obserwacjach leży nasz największy problem. Systematycznie budowane są coraz większe i coraz bardziej czułe teleskopy, pozwalające obserwować coraz dalsze i coraz starsze galaktyki. Lokalne wielkie przeglądy nieba, katalogujące obserwacje milionów galaktyk, są już faktem. Dzięki nim dysponujemy swoistymi trójwymiarowymi mapami współczesnego Wszechświata. Pozostaje tylko kwestią czasu (i to raczej krótkiego), gdy podobne przeglądy obejmą najwcześniejsze galaktyki. Pierwsze próby mamy zresztą już za sobą. Np. przegląd spektroskopowy VIMOS Ultra Deep Survey (VUDS) objął około 10 000 galaktyk o przesunięciach ku czerwieni $2 < z < 6$, czyli sprzed mniej więcej 10 mld lat.

Ukryta ciemna strona Wszechświata

Wszystko byłoby więc cudownie proste, gdyby nie drugi, ukryty składnik wielkoskalowej struktury Wszechświata. Coś, czego nie jesteśmy w stanie bezpośrednio zaobserwować, ponieważ nie emituje promieniowania elektromagnetycznego. Ciemna materia. Substancja ze wszech miar tajemnicza. Z jednej strony nie jesteśmy w stanie wiele powiedzieć o jej naturze. Tylko tyle, że raczej nie jest zbudowana z barionów. Z drugiej strony, np. dzięki obserwacjom soczewkowania grawitacyjnego, wiemy, że istnieje. Wiemy, że jest czymś, co ma masę i oddziałuje grawitacyjnie. Co więcej, szacuje się, że we Wszechświecie jest jej zdecydowanie więcej niż materii świecącej (aż 5–6 razy więcej!). W kontekście badań wielkoskalowej struktury Wszechświata ta ostatnia cecha jest wyjątkowo frustrująca. Ponieważ trudno badać wielkoskalowy rozkład czegoś, czego nie widać, a o czym wiemy, że prawdopodobnie dominuje nad tym, co widać. To prawie jak układać puzzle, z których połowę zgubiliśmy, a 3/4 pozostałych ktoś złośliwie zamalował na czarno.

Na szczęście dwa składniki wielkoskalowej struktury Wszechświata, jasny i ciemny, nie są niezależne. Według współczesnych modeli kosmologicznych każda galaktyka powstała i ewoluowała wewnątrz tzw. *halo* ciemnej materii (lokalnych zagęszczeń masy). Z czasem, pod wpływem grawitacji, oddzielne halo łączyły się, tworząc coraz większe struktury – według modelu hierarchicznego. Galaktyki, *zanurzone* w ciemnej materii, *podążyły* ich śladem.

W teorii więc do opisu rozkładu ciemnej materii we Wszechświecie można wykorzystać to, co *świeci*. Niestety, stosunkowo wcześnie zorientowano się, że galaktyki nie *śledzą* poczynania ciemnej materii całkowicie bezpośrednio. Zapobiegają temu wszystkie te oddziaływania materii świecącej, którym ciemna materia nie podlega. W rezultacie rozkład galaktyk jest *przesunięty* w stosunku do rozkładu ciemnej materii. Zależność tę nazywamy *biasem*. I wszystko byłoby OK, gdyby nie miał on szeregu nieprzyjemnych właściwości. Po pierwsze bias zmienia się z czasem. We wczesnych etapach ewolucji Wszechświata był zdecydowanie większy niż współcześnie. Po drugie siła biasu zależy od cech fizycznych poszczególnych galaktyk (takich jak ich masa gwiazdowa, jasność

Określenie *lokalne* oznacza, że mowa o obserwacjach naszego lokalnego Wszechświata. Dokładniej chodzi o odległości rzędu $2,5 \cdot 10^9$ lat (co odpowiada przesunięciu ku czerwieni – patrz Δ_{19}^4 – około 0,2).



Rozwiązanie zadania F 976.

W płynnych warstwach, poniżej warstwy skał stałych, zgodnie z twierdzeniem Pascala ciśnienie hydrostatyczne jest stałe. Wynika stąd, że małe ciśnienie wywierane przez wody oceanu musi być kompensowane ciśnieniem grubszej warstwy skał płaszczą pod oceanami, czyli cieńszej warstwy skorupy ziemskiej:

$$H\rho_S = d\rho_W + h\rho_S + (H - h - d)\rho_P,$$

czyli

$$H - h = \frac{\rho_P - \rho_W}{\rho_P - \rho_S} d = 17 \text{ km}.$$



Rozwiązanie zadania F 975.

W odległości r od środka planety siła grawitacji $F(r)$ działająca na masę m będzie równa przyciąganiu grawitacyjnemu przez punktową masę umieszczoną w środku planety i równą całej masie znajdującej się w kuli o promieniu r . Dla $r < r_c := R - H = = 3470$ km mamy więc:

$$F(r) = \frac{4\pi Gm\rho_c r^3}{3r^2} = \frac{4\pi}{3} Gm\rho_c r,$$

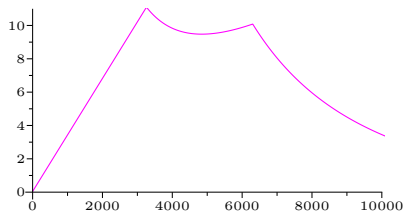
dla $R > r > r_c$:

$$F(r) = \frac{4\pi Gm}{3r^2} (\rho_c r_c^3 + \rho_m (r^3 - r_c^3))$$

oraz dla $r > R$:

$$F(r) = \frac{4\pi Gm}{3r^2} (\rho_c r_c^3 + \rho_m (R^3 - r_c^3)).$$

Podstawienie danych liczbowych prowadzi do wartości: $F(r_c)/m = 10,66$ m/s², $F(R)/m = 9,79$ m/s². Pomiędzy r_c i R , $F(r)/m$ osiąga minimum w $r_0 = 4979$ km, $F(r_0)/m = 9,265$ m/s². Największa wartość siły grawitacji osiągnięta jest więc na głębokości H . Opisany w treści zadania rozkład masy, w grubym przybliżeniu, odpowiada rozkładowi masy we wnętrzu Ziemi. Wykres funkcji $F(r)$ przedstawia poniższy rysunek.



czy kolor). Ogólnie rzecz biorąc, najbardziej masywne i najjaśniejsze galaktyki cechuje też największy bias. Niestety, zaobserwowano jednak, że zależność funkcyjna bias-masa gwiazdowa, bias-jasność, bias-kolor itp. przebiega trochę inaczej na różnych etapach ewolucji Wszechświata. Krótko mówiąc, sprawa jest wielowarstwowo skomplikowana.

Mierzenie jasnej strony i modelowanie ciemnej strony

Do problemu trzeba więc podejść metodycznie i skupić się na dokładnym opisie zmian, jakim podlega wartość biasu w zależności od wszystkich tych czynników. W tym celu stosuje się dwuetapową metodę badawczą. Na pierwszym etapie robi się użytek z dostępnych danych obserwacyjnych – dużej liczby galaktyk. Dla nich wykonywane są pomiary dwupunktowej funkcji korelacji. Pomiar taki opisuje odstępstwo od losowej wartości prawdopodobieństwa znalezienia dwóch obiektów w danej odległości od siebie i jest stosunkowo powszechnie stosowanym (nie tylko w astronomii) narzędziem statystycznym. W naszym przypadku pozwala zmierzyć, w jakim stopniu dana populacja galaktyk łączy się w skupiska.

Aby mierzyć zachodzące z czasem zmiany stopnia grupowania galaktyk, wykonuje się osobne pomiary funkcji korelacji na próbkach galaktyk o różnych przesunięciach ku czerwieni (np. dla $z = 0, 1, 2, \dots$). W idealnym przypadku wszystkie wykorzystane galaktyki należą do tego samego przeglądu nieba. W przeciwnym razie bezpośrednie porównanie wyników pomiarów bywa kłopotliwe lub w ogóle niemożliwe. Dlaczego? Różne instrumenty pomiarowe (teleskopy), a co za tym idzie różne przeglądy nieba, charakteryzują się innymi kryteriami stosowanymi przy wyborze obserwowanych galaktyk (najczęściej ograniczenia dotyczą jasności czy koloru danej galaktyki). Możliwe jest więc, że gromadzą one populacje galaktyk o zupełnie różnych cechach fizycznych. Niestety, pomiar grupowania galaktyk zależy też m.in. od cech fizycznych galaktyk. Dlatego zależność czasowa, na obserwacji której nam zależy, przy bezpośrednim porównaniu takich wyników może zostać zanieczyszczona innymi zależnościami. Ten sam problem dotyczy prób porównania różnych pomiarów funkcji korelacji wykonanych w zależności od jasności czy masy gwiazdowej galaktyk.

Pomiar funkcji korelacji to jednak nie wszystko. W następnym kroku należy opisać otrzymaną funkcję za pomocą fizycznie uzasadnionych modeli uwzględniających ciemną materię. Jednym z nich jest tzw. model zajęcia halo ciemnej materii (*Halo Occupation Distribution model*, HOD).

Oto jak go stworzyć w czterech prostych krokach: (1) Weź kawałek Wszechświata, opisanego i sparametryzowanego według jednego z modeli kosmologicznych (np. LCDM). (2) W tak przygotowanej formie rozprowadź ciemną materię. W tym celu wykorzystaj, w odpowiednich proporcjach, m.in. funkcję masy i profil rozkładu gęstości halo (np. NFW). Możesz założyć, że hala ciemnej materii są sferycznie symetryczne, albo dodać parametry modyfikujące ich kształt. Poza tym należy zwrócić szczególną uwagę na zależność od przesunięcia ku czerwieni (tj. na jakim etapie ewolucji jest Wszechświat). (3) Następnie rozsyp galaktyki. Ale nie byle jak! Wykorzystaj funkcję zajęcia halo ciemnej materii, która opisuje, jak wiele galaktyk przypada na halo ciemnej materii o danej masie. Zazwyczaj zawiera ona pięć wolnych parametrów. Parametry te opisują właściwości hal ciemnej materii, w których rezydują twoje galaktyki. Dzięki temu, po dopasowaniu modelu do funkcji korelacji, będziesz mógł oszacować wartość biasu. (4) Na końcu dobrze wszystko wymieszaj. Odstaw na parę godzin. Wypij kawę.

Za pomocą parametrów otrzymanych po dopasowaniu tak wykonanego modelu do wcześniej zmierzonych funkcji korelacji można ostatecznie uzyskać informację o biasie charakteryzującym wielkoskalową strukturę Wszechświata – na danym etapie ewolucji i dla galaktyk o danych cechach fizycznych. Tego typu oszacowania są sukcesywnie wykonywane dla coraz liczniejszych i coraz dokładniejszych danych obserwacyjnych dostępnych dla coraz wyższych przesunięć ku czerwieni. A każdy z tych nowych pomiarów zbliża nas do odpowiedzi na pytania o przebieg zmian, jakim podlegała wielkoskalowa struktura Wszechświata od początku jej istnienia aż do teraz.

