

Układy podwójne gwiazd z czarnymi dziurami

Agnieszka JANIUK*, Andrzej ZDZIARSKI**

Większość typowych gwiazd (tzw. gwiazd ciągu głównego) znajduje się w układach podwójnych lub wielokrotnych, co jest spowodowane samym przebiegiem procesu formowania się gwiazd. Przykładem gwiazdy podwójnej może być chociażby Syriusz, który oglądany gołym okiem wygląda na gwiazdę pojedynczą, ale już na obrazie z kosmicznego teleskopu Hubble'a widać, że ma towarzysza.

Najbardziej podstawowy parametr fizyczny gwiazdy, jakim jest jej masa, można wyznaczyć jedynie w przypadku układu podwójnego. Masę pojedynczej gwiazdy możemy oszacować, znając jej jasność absolutną i typ widmowy, ale wcześniej taką relację należy „wykalibrować” w oparciu o dane innych znanych gwiazd.

Z punktu widzenia obserwatora układy podwójne można podzielić na wizualne, zaćmieniowe oraz spektroskopowe. Nie rozważamy tutaj układów, w których dwie gwiazdy są widoczne obok siebie na niebie, choć faktycznie ich wzajemna odległość jest duża, a bliskość na niebie jest przypadkiem.

W układach wizualnie podwójnych gwiazdy muszą być w wystarczającej odległości od siebie, aby można je było rozdzielić w obserwacji – typowo musi być to więcej niż 2 sekundy łuku. Układy zaćmieniowe pozwalają zmierzyć względne zmiany jasności powierzchniowej, a stąd mamy informację o rozmiarach gwiazd, stosunku ich jasności, a także o ich ewentualnie niesferycznym (spłaszczonym) kształcie. Na przebieg zaćmienia wpływa również ekscentryczność orbity układu podwójnego i jej nachylenie do linii widzenia.

W układach spektroskopowo podwójnych widmo promieniowania gwiazdy widocznej wykazuje okresowe przesunięcia dopplerowskie linii widmowych w kierunku niebieskim lub czerwonym, związane z ruchem orbitalnym składników układu podwójnego. Z krzywych prędkości radialnych w takich układach można wyznaczyć parametry orbity, takie jak jej mimośród, półosi wielka orbity oraz nachylenie (dokładniej iloczyn półosi orbity i sinusa kąta jej nachylenia). Jeśli dysponujemy krzywymi zmian prędkości radialnych obydwu składników układu, to możemy wyznaczyć też masy składników, jednak z dokładnością do kąta nachylenia orbity.

Jeśli układ jest jednocześnie spektroskopowo podwójny i zaćmieniowy, to możemy wyznaczyć rozmiary oraz masy jego składników. Jeśli jednak nie mamy krzywej zmian blasku, a jedynie zmiany prędkości radialnych, to wówczas można wyznaczyć jedynie tzw. funkcję mas, której wartość stanowi dolny limit masy składnika niewidocznego. W przypadku, gdy podejrzewamy, że jest to gwiazda zwarta (czarna dziura lub gwiazda neutronowa), funkcja mas pozwala rozstrzygnąć, z jakim typem gwiazdy zwartej mamy do czynienia.

Twórcą modelu opisującego układ podwójny gwiazd był Édouard Albert Roche (1820–1883), francuski astronom i matematyk. Z punktu widzenia teorii budowy i ewolucji gwiazd układy podwójne można w ogólności podzielić na trzy typy: układy rozdzielone, gdzie rozmiary obydwu składników są dużo mniejsze od rozmiarów ich powierzchni Roche'a, układy półrozdzielone, gdzie jeden ze składników wypełnia swoją powierzchnię Roche'a, oraz układy kontaktowe.

Powierzchnie stałego potencjału (w skrócie *ekwipotencjalne*) są zbliżone kształtem do sfer w dwóch obszarach: w pobliżu każdego ze składników układu oraz daleko od całego układu podwójnego. Dzieje się tak dlatego, że w pobliżu danej gwiazdy efektywna siła (tj. siła w układzie współobracającym się z gwiazdami) działająca na materię jest zdominowana własną grawitacją gwiazdy i ma kierunek radialny ku środkowi gwiazdy. Daleko od układu podwójnego efektywna grawitacja jest zdominowana siłą odśrodkową skierowaną na zewnątrz. Pomiedzy tymi dwoma skrajnymi przypadkami mamy sytuację pośrednią, a kształt powierzchni Roche'a jest bardziej skomplikowany. Przejście graniczne następuje poprzez tzw. krytyczną powierzchnię Roche'a, która składa się z dwóch prawie sferycznych powierzchni połączonych w jednym punkcie

*Centrum Fizyki Teoretycznej PAN
**Centrum Astronomiczne im. Mikołaja Kopernika



Rozwiązanie zadania M 1503.

Niech A' będzie punktem symetrycznym do C względem środka okręgu. Wówczas $A'C$ jest średnicą okręgu, więc cięciwa AA' jest prostopadła do odcinka AC , a więc również równoległa do odcinka BD . W takim razie $AA'BD$ jest trapezem równoramiennym, w szczególności $A'D = AB = 6$. Z twierdzenia Pitagorasa dla trójkąta $A'DC$ otrzymujemy $(2r)^2 = 6^2 + 8^2$, a stąd $r = 5$.

(przekrój powierzchni krytycznej zawierający punkt styczności ma kształt podobny do ósemki). Punkt ten nosi nazwę punktu Lagrange'a L_1 . W tym miejscu efektywna siła grawitacji działająca na masę próbną znika.

Powierzchnie ekwipotencjalne gwiazd są powierzchniami stałego ciśnienia i gęstości gazu, co wynika z warunku równowagi hydrostatycznej.

W szczególności taką powierzchnię wypełnia fotosfera gwiazdy synchronicznie rotującej w układzie podwójnym. Jeśli zatem w pewnym momencie ewolucji rozmiar gwiazdy wzrośnie na tyle, że wypełni ona krytyczną powierzchnię Roche'a, to materia zacznie odczuwać wpływ grawitacji towarzysza. Następuje wówczas wypływ masy z gwiazdy i transfer przez wewnętrzny punkt Lagrange'a L_1 .

Tempo ewolucji gwiazdy jest zdeterminowane przez jej masę. Zatem gwiazda masywniejsza, która ewoluuje szybciej, wcześniej znajdzie się na etapie, gdy jej jądro zacznie się kurczyć na skutek przemian termojądrowych, a otoczka zacznie ekspandować.

Tego typu układ stanie się w pewnym momencie układem półrozdzielonym, gdy jeden ze składników przekaże materię towarzyszowi, ten ostatni zaś znajdzie się głęboko wewnątrz swojej krytycznej powierzchni Roche'a. Dwa pozostałe rodzaje układów podwójnych, ze względu na położenie składników względem ich krytycznej powierzchni Roche'a, to układy rozdzielone oraz kontaktowe. Te ostatnie są gwiazdami w fazie tzw. wspólnej otoczki, która utrudnia ich obserwacje. Są one niezwykle trudne do analizy i interpretacji teoretycznej.

W czasie ewolucji układu podwójnego, po zacieśnieniu jego orbity, powszechnym zjawiskiem jest transfer masy między składnikami. Ciasny układ podwójny to taki, w którym składniki znajdują się na tyle blisko siebie, że możliwa staje się wymiana masy między nimi. Rola powierzchni Roche'a w ewolucji takich układów została przewidziana po raz pierwszy w 1941 roku przez Kuipera.

Obserwacyjnego potwierdzenia zjawiska wymiany masy między składnikami układu gwiazd dostarczył tzw. paradoks Algola. Najpierw zauważono, że jedna z gwiazd w tym układzie nie spełnia zależności masa-jasność dla gwiazd ciągu głównego – jest jaśniejsza, niżby to wynikało z jej masy. Wy tłumaczono to tym, że gwiazda ta spaliła cały wodór w swoim jądrze i opuściła ciąg główny,

Model Roche'a

Rozważamy układ podwójny gwiazd, które poruszają się po orbitach kołowych wokół środka masy. Powierzchnie ekwipotencjalne można zdefiniować w układzie odniesienia współobracającym się z gwiazdami. Normalne do tych powierzchni wyznaczają kierunek efektywnej grawitacji, czyli złożenia siły grawitacyjnej i odśrodkowej. Przyjmijmy następujące oznaczenia: m – masa składnika pierwotnego, m' – masa składnika wtórnego, R – odległość pomiędzy składnikami, $[(m'R)/(m+m'), 0, 0]$ – współrzędne położenia środka masy, w układzie kartezjańskim, którego oś x jest osią łączącą składniki układu, a oś z przechodzi przez środek masy, prostopadle do płaszczyzny orbitalnej. Definiujemy

$$\psi = \frac{Gm}{r} + \frac{Gm'}{r'} + \frac{\omega^2}{2} \left(\left(x - \frac{m'R}{m+m'} \right)^2 + y^2 \right)$$

jako całkowity potencjał sił działających na punkt (x, y, z) , gdzie: $r^2 = x^2 + y^2 + z^2$ oraz $(r')^2 = (R-x)^2 + y^2 + z^2$ są odległościami środków obydwu składników od środka masy, ω jest prędkością kątową rotacji układu gwiazd względem osi prostopadłej do płaszczyzny xy (układ obraca się wokół osi z). Prędkość kątowa rotacji wynika z prawa Keplera,

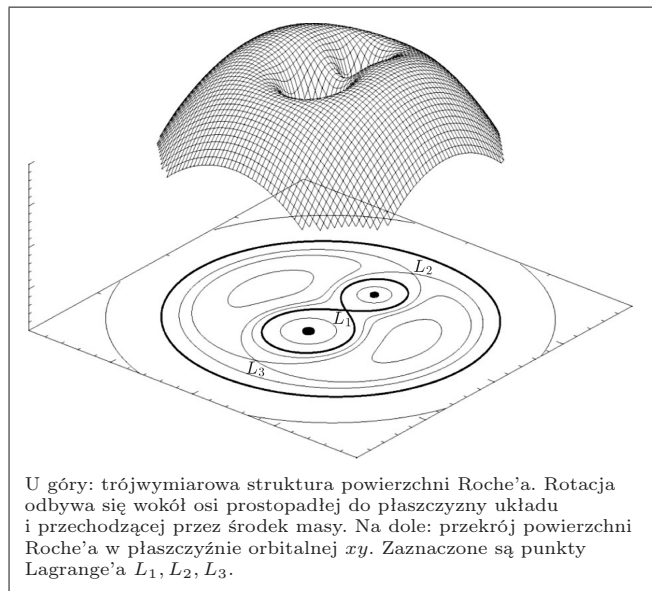
$$\omega^2 = G(m+m')/R^3.$$

Przechodząc do sferycznego układu współrzędnych, mamy:

$$x = r \cos \phi \sin \theta = r \lambda, \quad y = r \sin \phi \sin \theta = r \mu, \quad z = r \cos \theta = r \nu$$

i możemy przepisać wzór na potencjał w jednostkach bezwymiarowych:

$$\Omega = \frac{1}{r} + q \left(\frac{1}{\sqrt{1-2\lambda r + r^2}} - \lambda r \right) + \frac{q+1}{2} r^2 (1-\nu^2),$$



U góry: trójwymiarowa struktura powierzchni Roche'a. Rotacja odbywa się wokół osi prostopadłej do płaszczyzny układu i przechodzącej przez środek masy. Na dole: przekrój powierzchni Roche'a w płaszczyźnie orbitalnej xy . Zaznaczone są punkty Lagrange'a L_1, L_2, L_3 .

gdzie
$$\Omega = \frac{R\psi}{Gm} - \frac{(m')^2}{2m(m+m')} \quad \text{oraz} \quad q = m'/m.$$

Powierzchnie stałego Ω są zwane powierzchniami ekwipotencjalnymi, czyli powierzchniami Roche'a.



Wkład do zagadnienia teorii ciasnych układów podwójnych profesora Bohdana Paczyńskiego (1940–2007), jednego z najwybitniejszych astrofizyków na świecie, był fundamentalny w wielu aspektach. W latach 60. sformułował on w serii prac teorię ewolucji gwiazd w ciasnych układach podwójnych. Jako pierwszy pokazał, że utrata energii w wyniku emisji fal grawitacyjnych przez ciasny układ może mieć znaczący wpływ na jego ewolucję. Praca Paczyńskiego, opublikowana w 1967 roku, a więc na wiele lat przed odkryciem podwójnego pulsara PSR B1913+16, dotyczyła układów typu WZ Sge, czyli nowych karłowatych; para taka w przyszłości stanie się parą dwóch białych karłów, gdzie promieniowanie grawitacyjne może być znaczące.

Bohdan Paczyński rozwinął znacząco teorię dysków akrecyjnych w zwartych układach podwójnych, badając m.in. spadek materii z wewnętrznego brzegu dysku na obiekt zwarty i powstawanie grubych dysków. Wprowadził też bardzo dokładne formuły na wartość promienia sfery Roche'a, dobrane dla dużego zakresu mas obu składników. Używając jedynie prostych zależności fizycznych, oszacował też z dużą dokładnością masy czarnych dziur i parametry układów podwójnych Cygnus X-1 i LMC X-3.

stając się tzw. olbrzymem, ale nadal zagadką było, że olbrzym w tym układzie ma mniejszą masę niż druga gwiazda, która jest nadal na ciągu głównym. Stoi to w sprzeczności z teorią budowy gwiazd, zgodnie z którą gwiazda ewoluuje tym szybciej, im większa jest jej masa.

Paradoks Algola można było wyjaśnić jedynie faktem utraty części masy przez olbrzyma i pozyskania jej przez mniej zaawansowanego ewolucyjnie towarzysza. Transfer ów nastąpił po tym, jak pierwotnie bardziej masywna gwiazda stała się olbrzymem, znacznie też zwiększając swój rozmiar w tym stadium ewolucji. Wypełniła wtedy swoją powierzchnię Roche'a, co spowodowało utratę masy w wyniku przepływu materii przez wewnętrzny punkt Lagrange'a L_1 na gwiazdę początkowo mniej masywną. Układ osiągnął obecny stan w wyniku tego przepływu.

Układy półrozdzielone dostarczają astrofizykom niezwykle ciekawych i rozmaitych tematów badawczych. W szczególności mamy do czynienia z różnymi rodzajami tych układów w zależności od tego, jaką gwiazdą jest składnik rozdzielony, czyli ten, który odbiera materię. Może być nim gwiazda ciągu głównego, biały karzeł, gwiazda neutronowa albo czarna dziura. W pierwszej sytuacji, jeśli gwiazda jest masywna, to mamy do czynienia ze wspomnianym wyżej układem typu Algol, a jeśli jest to biały karzeł, obserwujemy tzw. nową karłowatą.

W przypadku gwiazd neutronowych i czarnych dziur ich grawitacyjna energia potencjalna jest ogromna. Obserwujemy wówczas rentgenowskie układy podwójne, w których materia opadająca w formie dysku akrecyjnego na obiekt zwarty nagrzewa się tak mocno, że emituje wysokoenergetyczne promieniowanie. Jego miejscem powstawania może być albo sam dysk, albo również powierzchnia gwiazdy, jeśli jest to gwiazda neutronowa.

Mikrokwazar GRS 1915+105 to przykład układu półrozdzielonego, w którym składnikiem zwartym jest czarna dziura. Obiekt ten to jest wyjątkowy z szeregu powodów. Jest to układ z niestabilną akrecją, którego wybuch zaobserwowano w 1992 roku. Źródło znacznie wówczas pojaśniało w zakresie rentgenowskim, ale zamiast przejść z powrotem do stanu spokojnego po roku czy dwóch, tak jak to ma miejsce w przypadku innych przejściowych (czasowo aktywnych) rentgenowskich układów, pozostało bardzo jasne do dzisiaj i nie widać, by miało wkrótce przestać świecić. Tak długotrwała emisja jest zapewne związana z długim (jak na układy z czarnymi dziurami) okresem orbitalnym, wynoszącym 34 dni. Rozmiar orbity jest znaczny, co wynika z prawa Keplera (zobacz wzory w tekście o modelu Roche'a na stronie 7), a otaczający czarną dziurę dysk akrecyjny ma podobnie duży rozmiar. W zewnętrznej części takiego dysku mogło się zakumulować bardzo dużo masy przed wybuchem (zobacz klasyfikacja na stronie obok).

Akrecji często towarzyszy wyrzucanie części spadającej materii na zewnątrz w postaci dwóch strug prostopadłych do płaszczyzny dysku, czyli tzw. dżetów. GRS 1915+105 jest pierwszym gwiazdowym układem w naszej Galaktyce, w którym zaobserwowano pozornie ponadświetlne prędkości dżetów (wcześniej zjawisko to odnotowano w przypadku kwazarów). Odkrycie to zostało dokonane w 1994 roku w zakresie radiowym. Taką pozornie nadświetlną prędkość możemy obserwować, jeśli emitujący radiowe promieniowanie dżet porusza się pod pewnym małym kątem do linii widzenia, z prędkością bliską prędkości światła (lecz oczywiście poniżej tejże).

Obecna masa gwiazdy donora (czyli dającego) w tym układzie wynosi około 0,3 masy Słońca, natomiast masa czarnej dziury to 10 do 12 mas Słońca. Tak mało masywny donor wypełnia swoją powierzchnię Roche'a dzięki temu, że jest olbrzymem, tj. gwiazdą, która zużyła już cały wodór w swoim jądrze. Dalsze reakcje termojądrowe na powierzchni jądra tego olbrzyma prowadzą do powstania bardzo dużej otoczki (taki los czeka nasze Słońce za około 6 mld lat).

Mikrokwazar GRS 1915+105 jest też jednym z układów, gdzie obserwacje rentgenowskie sugerują, że czarna dziura bardzo szybko rotuje. Jej moment

pędu (spin) może być bliski maksymalnej możliwej wartości, dla której grawitacyjny horyzont zdarzeń na równiku rotuje z prędkością światła. Wiedzę o rotacji czarnej dziury w układach rentgenowskich opieramy na dwóch metodach. W pierwszej interpretujemy obserwowane poszerzenie i asymetryczny profil linii emisyjnej żelaza $K\alpha$ (odpowiadającej przejściu elektronu z powłoki L na powłokę K po jonizacji atomu, co daje linię widmową o energii około 6,4 keV). Charakterystyczny profil tej linii emisyjnej jest skutkiem efektów relatywistycznych w pobliżu najciaśniejszej stabilnej orbity wokół czarnej dziury. Położenie tej orbity zależy od wartości spinu czarnej dziury: wewnętrzna orbita stabilna zmienia się od 6 promieni grawitacyjnych dla nierotującej czarnej dziury do jednego promienia grawitacyjnego dla maksymalnie rotującej. W drugiej metodzie mierzymy ciągłe widmo energetyczne dysku akrecyjnego w stanach, w których dysk ten sięga do najbardziej wewnętrznej stabilnej orbity i emituje promieniowanie ciała doskonale czarnego.

Możliwe, że czarna dziura wirowała bardzo szybko od początku swojego istnienia, czyli od czasu jej utworzenia w wyniku wybuchu supernowej, ale opinie badaczy na temat szczegółów takiego wybuchu są rozbieżne. Rozkręcenie czarnej dziury już po jej powstaniu jest również trudne, gdyż wymagałoby co najmniej dwukrotnego zwiększenia jej masy początkowej. Początkowa masa gwiazdy towarzyszącej musiałaby wówczas wynosić co najmniej 5 mas Słońca, a ponad 4 masy Słońca zostałyby przechwycone przez czarną dziurę, aby mogło nastąpić jej rozkręcenie. Taki scenariusz wymaga jednak, by 100% materii gwiazdy donora przepłynęło na czarną dziurę, podczas gdy akrecja, szczególnie przy dużym jej tempie, jest zwykle połączona z wyrzutem części materii na zewnątrz (tworzą się wówczas dżety, ale również tzw. wiatr dyskowy). Z kolei jeśli za bardzo zwiększylibyśmy w naszych rozważaniach początkową masę donora, to jego ewolucja stałaby się zbyt szybka, aby mogła doprowadzić do obecnie obserwowanego stanu. Na zrozumienie wszystkich własności tego zagadkowego układu przyjdzie nam zatem jeszcze poczekać.

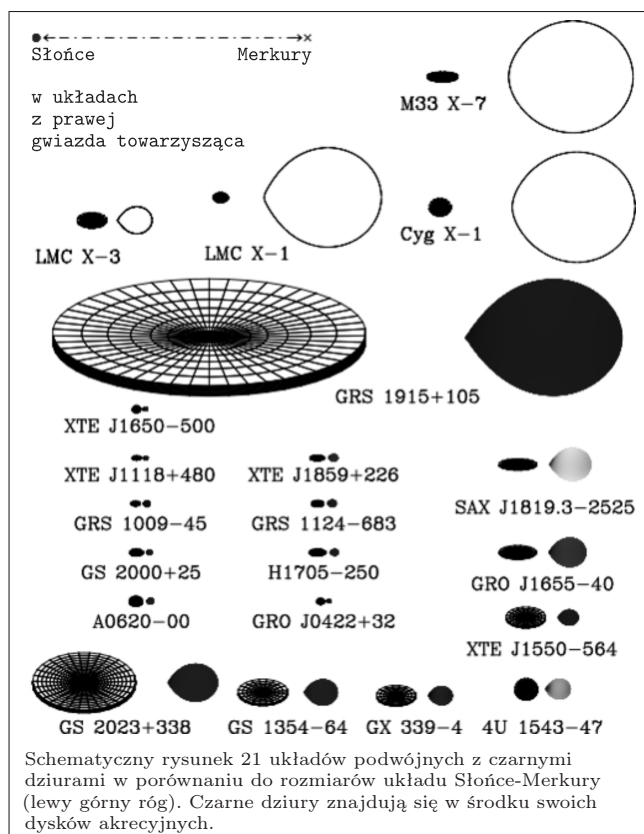
Klasyfikacja układów rentgenowskich zawierających czarne dziury

Ze względu na masę gwiazdy donora układy z czarnymi dziurami dzielimy na masywne, czyli takie, gdzie masa donora jest większa niż kilka mas Słońca, oraz małowasywne, o masie mniejszej niż masa Słońca. W układach małowasywnych donorem jest gwiazda ciągu głównego lub olbrzym, a w układach masywnych jest to zwykle gwiazda zaawansowana ewolucyjnie typu nadolbrzyma. Może to być również masywna gwiazda ciągu głównego.

W układzie podwójnym z czarną dziurą gwiazda masywna najczęściej oddaje masę wskutek emisji wiatru gwiazdowego. Nie zachodzi więc przepływ przez wewnętrzny punkt Lagrange'a L_1 , charakterystyczny z kolei dla małowasywnych podwójnych układów rentgenowskich.

Znamy jednak układy masywne, w których akreującym obiektem zwartym jest gwiazda neutronowa, a przepływ masy zachodzi mimo to przez wypływ z powierzchni Roche'a. Są to SMC X-1, LMC X-4 (układy zaobserwowane w Małym i Wielkim Obłoku Magellana) oraz Cen X-3. Ten ostatni znajduje się w naszej Galaktyce, a jego składnik optyczny, nadolbrzym o masie około 20 mas Słońca, został zidentyfikowany przez polskiego astronoma, Wojciecha Krzemińskiego.

Następny ważny proponowany podział to zróżnicowanie ze względu na ciągłość emisji rentgenowskiej. Prawie wszystkie znane układy z masywnym donorem i czarną dziurą emitują w sposób ciągły, a prawie wszystkie takie układy z donorem o małej masie przez większość czasu przebywają w fazie spokojnej, nie wykazując znaczącej emisji, wybuchają zaś co kilka, kilkanaście lub kilkadziesiąt lat. Jest to związane z niestabilnością akrecji na zewnętrznym brzegu dysku akrecyjnego. Jeżeli wodór jest w tym obszarze neutralny, to akrecja zachodzi zaniedbywalnie wolno i materia z przepływu przez L_1 akumuluje się w dysku powoli. W pewnym momencie jednak temperatura wzrasta na tyle, że



wodór ulega częściowej jonizacji. Nagromadzona materia spada na czarną dziurę w bardzo szybkim tempie, a źródło „wybuchu”. Charakterystyczny czas trwania takiego wybuchu to około roku.