

## Migracja planet

# Migracja planet

Piotr Dziadura

Jeśli wybierasz się  
w podróż, niech będzie  
to podróż długa

Zbigniew Herbert „Podróż”

Kiedy myślimy o Układzie Słonecznym, często mamy przed oczami stabilny układ *dziewięciu ciał* — Słońca i ośmiu planet. Myślimy o tym jak o czymś trwałym, stabilnym, niezmiennym. Jednak już w końcu lat 70. XX w. spodziewano się, że jest możliwe, by w trakcie ewolucji młodego układu planetarnego planety zmniejszyły swoją odległość do gwiazdy, wokół której powstają. Jakże wymownie zostało to potwierdzone wraz z odkryciem w 1995 r. pierwszej planety, krążącej wokół gwiazdy podobnej do Słońca, która obiega swoje słońce w niewiele ponad *4 dni!* Ten drugi składnik w układzie [51 Pegasi](#) [1] znajduje się w odległości *0,05 j.a.*, czyli *20-krotnie bliżej Słońca niż Ziemia*, a nawet dużo bliżej niż Merkury, który znajduje się w średniej odległości *0,38 j.a.*, a ponieważ nasza najmniejsza planeta waży przeszło *5 500 razy mniej* niż Jowisz (ok. *0,055 masy Ziemi*), stało się oczywiste, że ten pierwszy z „gorących jowiszy” nie powstał w miejscu, w którym został „przyłapany” przez swoich odkrywców. Planeta nie mogła powstać tak blisko macierzystej gwiazdy ze względu na panującą tam temperaturę, uniemożliwiającą powstanie skalistego jądra gazowego olbrzyma, które następnie zaakreowałoby gazową otoczkę — jak to się powszechnie przyjmuje w scenariuszu powstawania planet.

Od tamtego momentu uczeni starają się odpowiedzieć na następujące pytania: Jakie są przyczyny tej wędrówki planet? Jak przemieszczają się planety masywne, a jak te o mniejszych masach? Ile trwa ich wędrówka? I jak może się skończyć? Na takie pytania astronomowie starają się odpowiedzieć, wykorzystując coraz to bogatsze w dane obserwacje, ale też wykorzystują coraz większe możliwości komputerów, jak i możliwości kodów numerycznych oraz symulują zachowania planet w dysku gazowym otaczającym młodą gwiazdę.

Pojęcie [migracji planet](#) [2] dotyczy tak naprawdę jakiegokolwiek zmiany orbity planety/[protoplanety](#) [3]. Chciałbym tu podać dwa klasyczne typy tych zmian, czyli tzw. typ pierwszy i drugi migracji, i dodatkowo powiedzieć coś o stosunkowo niedawno znalezionej możliwości tzw. szybkiej migracji nazywanej też trzecim typem migracji.

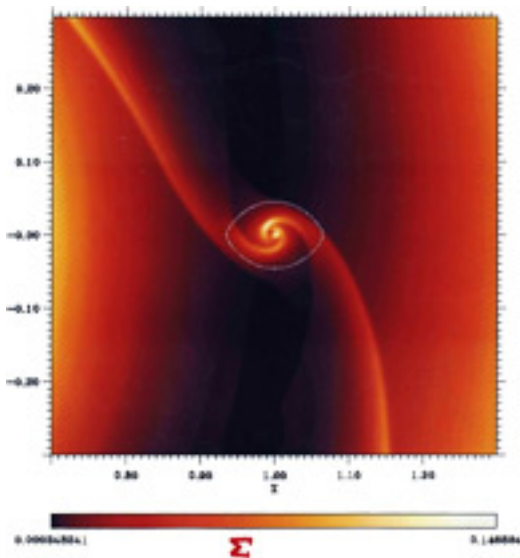
## Typ I migracji

Już na początku pracy nad zjawiskiem przemieszczania się planet rozróznilo *dwa typy migracji*. Pierwszemu reżimowi migracji podlegają małomasywne planety, o masach nie przekraczających *kilkunastu mas Ziemi*. Scenariusz ten pojawił się już pod koniec lat 70. Gdy taka planeta zaczyna oddziaływać z dyskiem gazowym, rozpoczyna się wymiana momentu pędu i w konsekwencji migracja planety ku gwiazdzie. Planeta „zanurzona” w dysku gazowym będzie wywoływała w nim na skutek rezonansu Limblada fale gęstości i w ten sposób zmieniała swoje parametry orbitalne. To, jak szybko planeta zmierza w stronę gwiazdy, ustalono za pomocą symulacji numerycznych tego zjawiska. Ustalono zależność tempa migracji od gęstości dysku, masy planety, rozkładu materii i wysokości dysku (stosunek odległości od centrum do wysokości w danym miejscu). Wszystkie te parametry są zmieniane w symulacjach, aby zobaczyć, jak wpływają na skalę czasową procesu. Dla typowych

wartości otrzymuje się *kilkaset lat*.

Jeżeli chcemy rzetelnie dowiedzieć się, jak tworzą się planety i jaki jest stan naszej wiedzy na ten temat, należałoby w tym miejscu zadać sobie co najmniej dwa pytania: jak skala czasowa migracji ma się do czasu utworzenia samej planety? Jakie procesy mogą powodować zatrzymanie się planety przed spadnięciem na gwiazdę? Czas, w jakim planety się tworzą, jest krótszy od otrzymanych *kilkuset lat* (J. Papaloizou, R. Nelson i inni, 2006 [4]). Pojawia się więc pewien problem, jeśli założymy scenariusz, w którym gazowe planety powstają poprzez **akrecję** [5] gazu na skaliste jądra o masach ok. *kilkunastu mas Ziemi*. Uwzględnienie większej ilości zjawisk (takich jak samograwitacja dysku gazowego, ekscentryczność orbit, transport promienisty — jego wpływ na rozkład gazu) prowadzi do zmniejszenia niezgodności pomiędzy migracją a akrecją, jednak w dalszym ciągu należałoby zastanowić się, co jeszcze mogłoby wyjaśnić tę rozbieżność. Są także inne procesy, których w symulacjach nie uwzględnia się w stopniu zadowalającym (np. pole magnetyczne, zarówno to gwiazdowe, jak i pole obecne w dysku gazowym). Także one mogą prowadzić do wydłużenia czasu podróży planety w stronę gwiazdy. Jeśli chodzi o drugie pytanie, będzie ono także istotne przy II typie migracji, więc postaramy się znaleźć odpowiedzi czy podać wskazówki mogące do nich prowadzić później.

## Typ II migracji



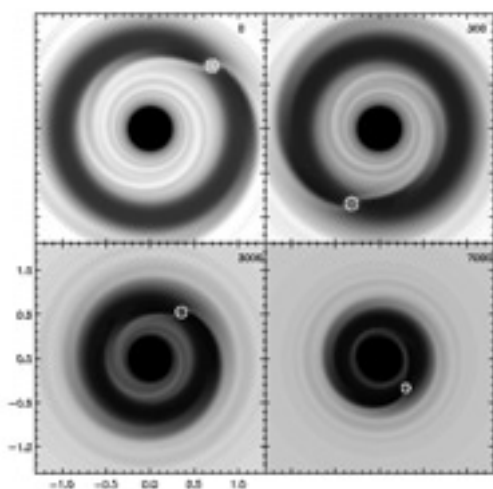
[6] **Rys. 1.** Rysunek przedstawia symulację numeryczną drugiego typu migracji. Widoczna jest płaszczyzna dysku, skalą szarości zaznaczono gęstość powierzchniową. Biały, owalny kontur pokazuje strefę Rocha planety. Widać, jak materia z części zewnętrznej i wewnętrznej akreduje na planetę, transportując także moment pędu. Widoczna jest także przerwa powstała na skutek oddziaływania planety z dyskiem. (Rysunek z prezentacji Pawła Artymowicza wygłoszonej w marcu 2004 r. na konferencji poświęconej formowaniu się planet)

O drugim rodzaju migracji mówimy wtedy, gdy mamy do czynienia z masywną planetą (o masie porównywalnej z masą Jowisza). Wtedy zaburzenie, które jest wywoływane przez planetę w dysku gazowym, nie może być już traktowane jako zaburzenie liniowe (tak jak ma to miejsce w przypadku pierwszego typu). Wtedy na skutek wymiany momentu pędu tworzy się przerwa w dysku gazowym, w której orbituje planeta. Jednak nie traci ona całkowicie kontaktu z dyskiem, materia akreduje na planetę, opadając na nią po spirali. Aby określić, kiedy ma miejsce drugi typ migracji, należy porównać z grubością dysku (**promień Hilla** [7] — promień określający „strefę wpływów” planety:  $R_H = a(M^*/M_p)^{1/3}$ , gdzie  $a$  jest półosią planety,  $M^*$  — masą gwiazdy, a  $M_p$  — masą planety). Także analizując tempo wymiany momentu pędu pomiędzy dyskiem a protoplanetą poprzez oddziaływanie grawitacyjne i poprzez **lepkość** [8] (J. Papaloizou, C. Terquem, 2005 [9] {DOI [10]}), oba podejścia prowadzą do podobnego kryterium na masę planety (a dokładniej na stosunek masy planety do masy gwiazdy). Planeta ma być *kilka tysięcy razy lżejsza* od swojego słońca, czyli w przypadku Słońca byłaby to planeta o masie niewiele mniejszej od masy Jowisza. Także dla tego rodzaju przemieszczania się planet przeprowadza się symulacje numeryczne, aby lepiej zrozumieć, jak to

zjawisko zachodzi. Na ich podstawie określa się np. skalę czasową tej wędrówki. Obliczenia te dają wynik *kilkudziesięciu tysięcy lat*, co znów jest porównywalne z czasem tworzenia się planet. Przykładowy wynik takiej symulacji jest przedstawiony na [rys. 2](#) [11].

Teraz zastanówmy się nad procesami mogącymi zatrzymać planetę przed gwiazdą. Do najczęściej podawanych przyczyn takiego wyhamowania migracji przed gwiazdą podaje się: oddziaływanie z szybko rotującą gwiazdą (co miałyby prowadzić do zatrzymania planety w odległości *kilku promieni gwiazdy*), oddziaływanie z polem magnetycznym gwiazdy, ucieczka gazu z planety wypełniającej swoją [powierzchnię Rocha](#) [12] — gaz opada na gwiazdę, przekazując jej moment pędu, więc planeta porusza się na zewnątrz, aby zachować moment pędu układu. Teorię tę zdają się potwierdzać obserwacje [tranzytu](#) [13] planety w układzie [HD 209458](#) [14], które sugerują ucieczkę wodoru z atmosfery planety. Inną możliwością zatrzymania planety jest [dyssypacja](#) [15] dysku gazowego. Jeśli zachodzi równocześnie z migracją, mogłaby prowadzić do zatrzymania planety w praktycznie dowolnym momencie. W tym miejscu może warto wspomnieć o scenariuszu (i słowo scenariusz nie jest tu bezcelowe) „Ostatni Mohikanin”: przewiduje on, że w dysku powstają dwie planety, z których pierwsza opadła na gwiazdę, jednak swym przejściem na tyle zubożyła dysk gazowy, że druga nie migrowała już znacząco (ze względu na rzadszy dysk gazowy) i mogła przetrwać w takim dysku. Kolejną sytuacją mogącą spowodować przetrwanie planet migrujących jest „uwięzienie” w rezonansie (np. z inną planetą), jednak oddziaływanie planet w układach wielokrotnych może spowodować nie tylko wyhamowanie migracji, ale także wyrzut planety z systemu (a ponieważ taka odrzucona planeta uniesie z sobą część momentu pędu pozostała/e planeta/y mogą spowolnić lub zaprzestać migracji) (E. Podlewska, E. Szuszkiewicz [2008](#) [16] {[DOI](#) [17]}).

## Migracja III typu



[18] **Rys. 2.** Rysunek pokazuje ewolucję dysku w obecności planety (zaznaczona białym konturem) o masie jednej masy Jowisza. W trakcie migracji do wewnątrz masa planety rośnie do 3,5 masy Jowisza. Lewy górny panel pokazuje stan początkowy, prawy górny po 300 okresach orbitalnych planety, panele dolne prawy i lewy odpowiednio po 3000 i 7000 okresach. (Rysunek z pracy Nelson R., Papaloizou J., Masset F. and Kley W., opublikowanej w [2000](#) [19] r. w czasopiśmie „Monthly Notices of the Royal Astronomical Society” {[DOI](#) [20]})

Na początku obecnego wieku w literaturze wyróżniono trzeci typ migracji, nazywany też szybką lub uciekającą (ang. fast migration, runaway migration), charakteryzujący się naprawdę bardzo krótkimi skalami czasowymi: *100–1000 lat* w astronomicznej skali czasu to przecież chwila! W przeciągu tych kilkuset lat, co przekłada się na *kilkadziesiąt okresów orbitalnych*, półoś wielka może się zmienić nawet o 50%. Jednak symulacje numeryczne pokazują, że dla masywnych dysków nawet tak gwałtowne zmiany parametrów orbity są możliwe. Ten typ migracji jest bardzo podatny na lokalne parametry dysku, szczególnie jego gęstość. Moment pędu jest przekazywany między planetą a gazem w przepływach współorbitalnych (ang. *coorbital flows*). Co istotne, planeta może przemieszczać się na zewnątrz układu. Zależy to nie tylko od lokalnych parametrów dysku, ale także od wcześniejszej historii. Migracja ta zachodzi efektywnie dla mas protoplanet zbliżonych do masy

Saturna (F. Masset, J. Papaloizou, [2003](#) [21]) i pod tym względem zajmuje miejsce pomiędzy typem pierwszym a drugim. Ponieważ zależność od lokalnej gęstości dysku jest bardzo duża, każda naturalna cecha dysku, jak pierścienie czy inne struktury radialne powstałe w trakcie ewolucji, może prowadzić do zatrzymania migrującej planety. Ze względu na stosunkowo krótki czas badanie tego zjawiska nie jest poznane w sposób zadowalający.

## Problemy do rozwiązania

Pomimo rozwoju teorii powstawania układów planetarnych, jak i samej migracji, w tym wykonywanie wielu coraz bardziej zaawansowanych testów numerycznych, cały czas pytań dotyczących migracji planet jest sporo. Nie wiadomo na przykład, jaki jest faktyczny rozkład gęstości dysku gazowego, jaką rolę odgrywa pole magnetyczne w procesie zatrzymania migracji, jaki jest rozkład temperatur w takim dysku i jak wpływa na niego transport promienisty, jakie są mechanizmy generujące lepkość takiego dysku, jak ją opisać? Takie pytania można by mnożyć, a pozostaje przecież jeszcze zaimplementowanie tych wszystkich niewiadomych do kodów numerycznych pomagających nam na nie odpowiadać, przy czym sama implementacja pozostaje często zagadnieniem wysoce nietrywialnym. Wymagania stawiane przed symulacjami numerycznymi także są wysokie, zarówno te odnośnie rozdzielczości, jak odnośnie zachowania energii i momentu pędu, co przy rozpatrywaniu zjawisk bazujących na przepływie wielkości zachowawczych między składnikami rozpatrywanego systemu jest szczególnie istotne i należy poświęcić temu należyta uwagę, aby otrzymane wyniki nie zostały wypaczone przez błędy powstałe w trakcie obliczeń komputerowych, a będących skutkiem złego algorytmu czy niewłaściwej implementacji.

## Symulacje — nowoczesna metoda badawcza

Aby poznać to zjawisko bardziej ilościowo, przeprowadzane były już od lat 90. XX w. jego numeryczne symulacje. Początkowo, ze względu na ograniczone możliwości komputerów, były to dwuwymiarowe symulacje [MHD](#) [22] (magnetohydrodynamiczne) na siatce [współrzędnych biegunowych](#) [23] ( $r, \theta$ ). Często w symulacjach tych ustalało się orbitę planety na stałe i poprzez zmiany powodowane w dysku wnioskowało się o możliwych zmianach jej elementów orbitalnych. Obecnie, kiedy możliwości komputerów już na to pozwalają, przeprowadza się symulacje, używając trójwymiarowych kodów MHD, a w algorytmach uwzględnia możliwie wiele efektów mogących mieć miejsce w takich warunkach. W szczególności rozpatruje się dyski turbulenty, z polem magnetycznym. Przeprowadza się też symulację układów złożonych z kilku planet orbitujących w dysku gazowym oddziałujących między sobą grawitacyjnie. Stosuje się też adaptatywne siatki umożliwiające uzyskanie wysokiej rozdzielczości tam, gdzie jest to pożądane, a zaoszczędzenie czasu obliczeń w miejscach, gdzie zmiany parametrów są nieznaczne i można zastosować mniejszą rozdzielczość.

Ostatnia dekada obfitowała w odkrycia [pozasłonecznych planet](#) [24], a czasami i układów planetarnych. Teraz znamy *ponad 200 gazowych planet* orbitujących wokół gwiazd [ciągu głównego](#) [25]. Jednak procesy prowadzące do powstawania planet i ich migracji cały czas czekają na lepsze poznanie. Zarówno coraz lepiej przeprowadzane symulacje, jak i bardziej precyzyjne obserwacje są potrzebne, aby dokładniej poznać te zjawiska.

Autor jest studentem V roku astronomii na Uniwersytecie Mikołaja Kopernika. Przygotowuje pracę magisterską, która rozważa problemy struktury naszej Galaktyki  
(Źródło: „Urania — PA” nr 4/2008)

**Source URL (retrieved on 2016-01-25):** <http://www.uraniam.edu.pl/zasoby/migracja-planet.html>

### Odnosiniki:

- [1] [http://pl.wikipedia.org/wiki/51\\_Pegasi](http://pl.wikipedia.org/wiki/51_Pegasi)
- [2] [http://pl.wikipedia.org/wiki/Migracja\\_planetarna](http://pl.wikipedia.org/wiki/Migracja_planetarna)
- [3] <http://pl.wikipedia.org/wiki/Protoplaneta>
- [4] <http://arxiv.org/abs/astro-ph/0603196>

- 
- [5] [http://pl.wikipedia.org/wiki/Akrecja\\_%28astronomia%29](http://pl.wikipedia.org/wiki/Akrecja_%28astronomia%29)  
[6] [http://uraniam.pta.edu.pl/pics/art4\\_2008a-1.jpg](http://uraniam.pta.edu.pl/pics/art4_2008a-1.jpg)  
[7] [http://pl.wikipedia.org/wiki/Strefa\\_Hilla](http://pl.wikipedia.org/wiki/Strefa_Hilla)  
[8] <http://pl.wikipedia.org/wiki/Lepko%C5%9B%C4%87>  
[9] <http://arxiv.org/abs/astro-ph/0510487>  
[10] <http://dx.doi.org/10.1088/0034-4885/69/1/R03>  
[11] [http://uraniam.pta.edu.pl/upa4\\_2008a.html#rys2](http://uraniam.pta.edu.pl/upa4_2008a.html#rys2)  
[12] [http://pl.wikipedia.org/wiki/Powierzchnia\\_Roche%27a](http://pl.wikipedia.org/wiki/Powierzchnia_Roche%27a)  
[13] [http://pl.wikipedia.org/wiki/Tranzyt\\_%28astronomia%29](http://pl.wikipedia.org/wiki/Tranzyt_%28astronomia%29)  
[14] [http://pl.wikipedia.org/wiki/HD\\_209458](http://pl.wikipedia.org/wiki/HD_209458)  
[15] <http://pl.wikipedia.org/wiki/Dyssypacja>  
[16] <http://arxiv.org/abs/0712.3250>  
[17] <http://dx.doi.org/10.1111/j.1365-2966.2008.12871.x>  
[18] [http://uraniam.pta.edu.pl/pics/art4\\_2008a-2.jpg](http://uraniam.pta.edu.pl/pics/art4_2008a-2.jpg)  
[19] <http://adsabs.harvard.edu/abs/2000MNRAS.318...18N>  
[20] <http://dx.doi.org/10.1046/j.1365-8711.2000.t01-1-03605.x>  
[21] <http://dx.doi.org/10.1086/373892>  
[22] <http://pl.wikipedia.org/wiki/Magnetohydrodynamika>  
[23] [http://pl.wikipedia.org/wiki/Uk%C5%82ad\\_wsp%C3%B3%C5%82rz%C4%99dnych\\_biegunowych](http://pl.wikipedia.org/wiki/Uk%C5%82ad_wsp%C3%B3%C5%82rz%C4%99dnych_biegunowych)  
[24] [http://pl.wikipedia.org/wiki/Planeta\\_pozas%C5%82oneczna](http://pl.wikipedia.org/wiki/Planeta_pozas%C5%82oneczna)  
[25] [http://pl.wikipedia.org/wiki/Ci%C4%85g\\_g%C5%82%C3%B3wny](http://pl.wikipedia.org/wiki/Ci%C4%85g_g%C5%82%C3%B3wny)