

Geçiş/Tutulma Zamanlaması Değişimi Yöntemi

Transit/Eclipse Timing Variations (TTV, ETV)



Nedenleri:

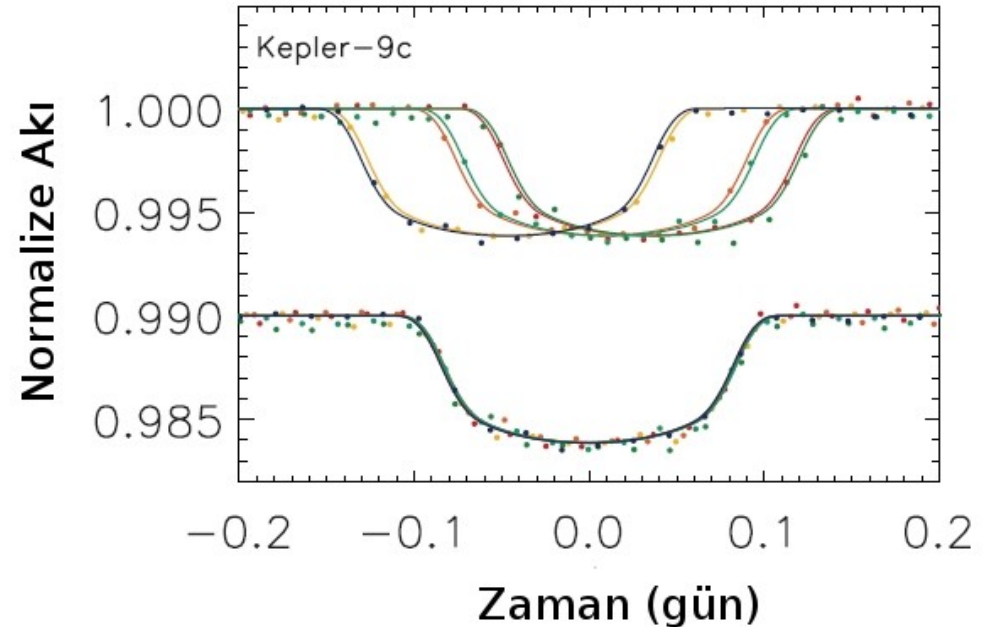
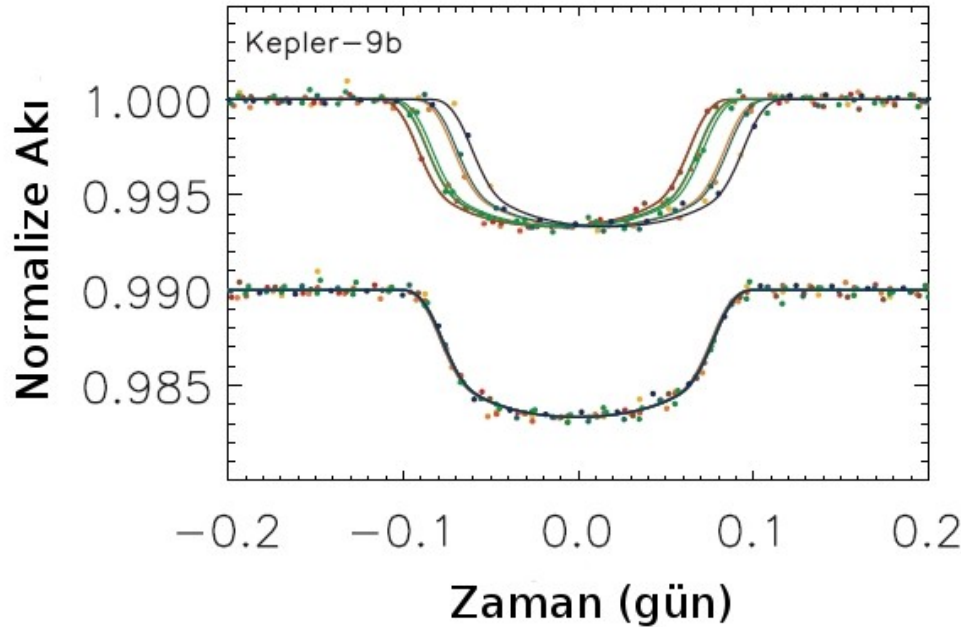
- 1) Gezegen-gezegen etkileşimleri nedeniyle yörüngenin tedirgin olması
- 2) Kütle çekim kaynaklı tedirginlik etikleri nedeniyle eksen dönmesi
- 3) Işık-zaman etkisi

Gözleendiği Sistemler:

- 1) Çoklu Gezegen Sistemleri
- 2) Doğal Uydular
- 3) Çift Yıldız Gezegenleri

İlk TTV Gözlemi: Kepler-9 Sistemi

TTV'nin kuşkusuz olarak tespit edildiği ilk sistem Kepler-9 sistemidir (Holman et al. 2010). Hem Kepler-9b, hem de Kepler-9c'nin transitlerinde TTV görünür (aşağıdaki şekil). Ancak her ikisi de transit yöntemiyle keşfedilmiş gezegenler olduğu için TTV ile ilk gezegen keşfi bu değildir. Aynı durum ilk keşiften önce yine TTV'si belirlenen Kepler-11 (Lissauer et al.2011) için de geçerlidir.



Holman vd. (2010)

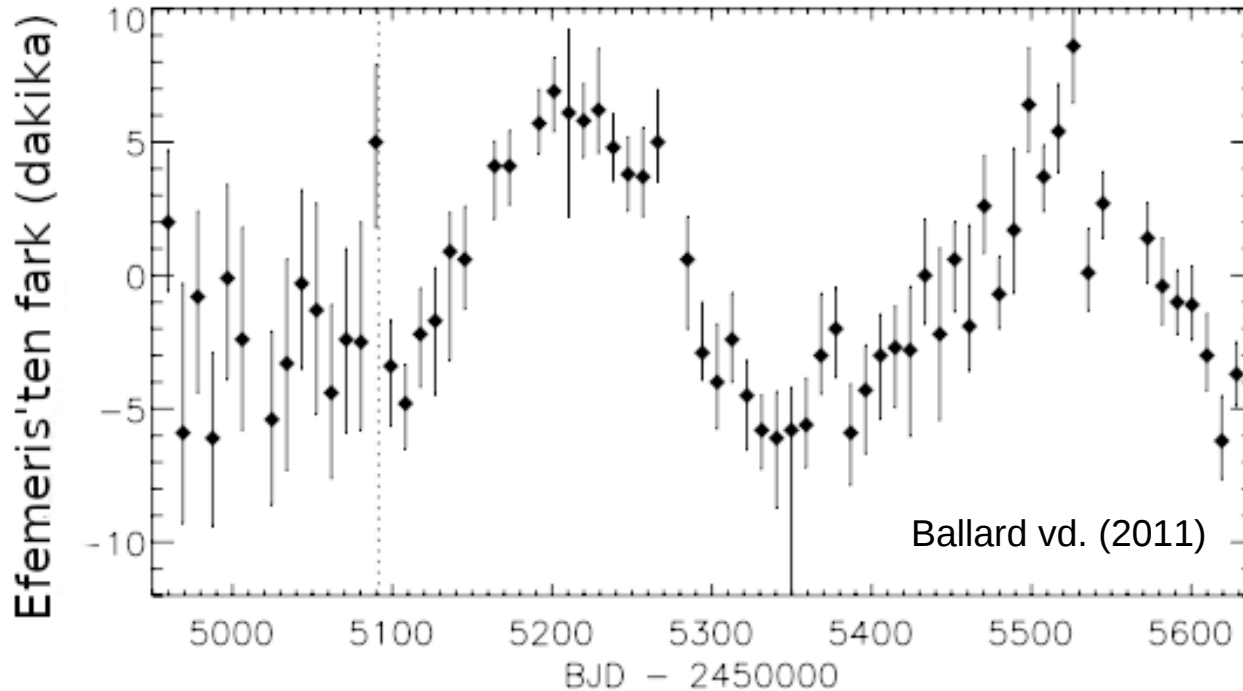
2:1 Rezonans

$P_b = 19.24$ gün

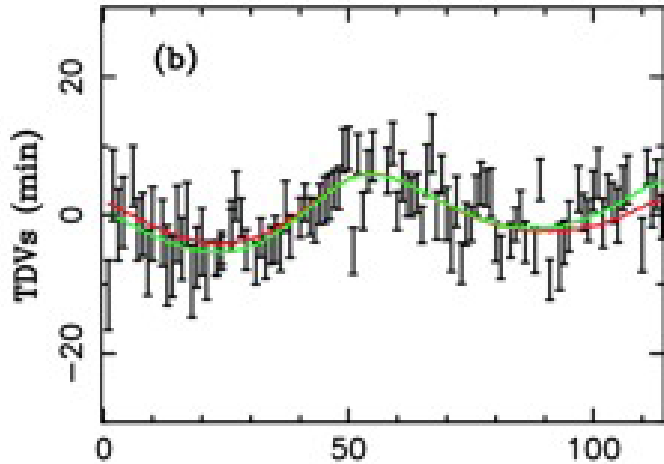
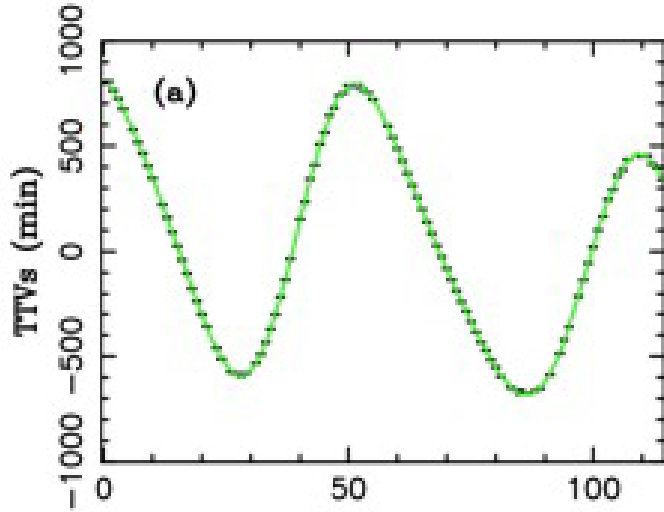
$P_c = 38.91$ gün

İlk TTV Keşfi: Kepler-19c

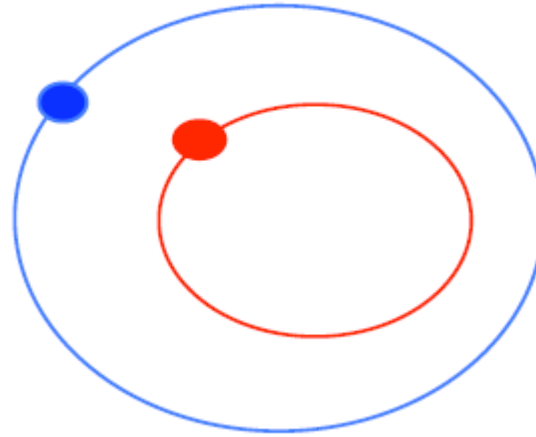
Her ne kadar makalesinde bu yöntemle keşfedilen ikinci gezegen olduğu söylene de aslında bu yöntemle keşfedilen ilk gezegen Kepler-19c'dir (Ballard et al. 2011). Zira bu makalede ilk keşifler için WASP-10c ve d (Maciejewski et al. 2011) 'ye atıf yapılmıştır. Oysa ki sonraki çalışmalar (Beck et al. 2019) bu konuda olumlu sonuç vermemiştir. Bazı kaynaklarda ilk TTV keşfi olduğu iddia olunan Kepler-46 c de ilk bulunan TTV gezegenlerinden olmakla birlikte keşfi biraz daha sonradır (1 yıl kadar sonra Nesvorny et al. 2012).



KOI-142



Transit Cycle



2:1 Rezonans

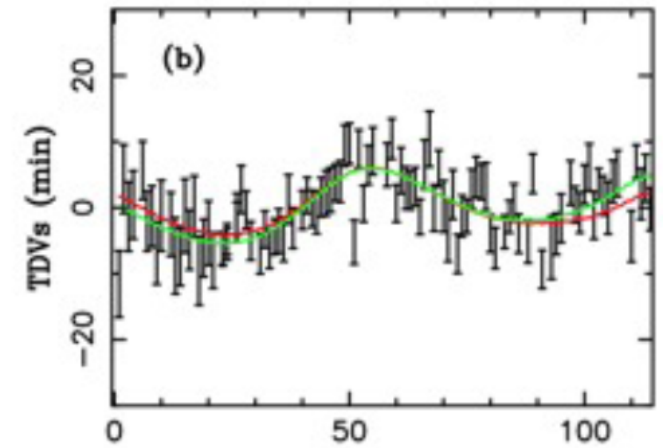
$P_b = 10.95$ gün

$P_c = 22.34$ gün

Bu durumda geçişin süresi de değişebilir

→

Geçiş Süresi Değişimi
(ing. Transit Duration
Variation, TDV) gözlenir!

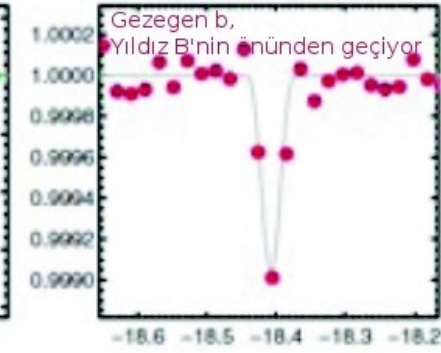
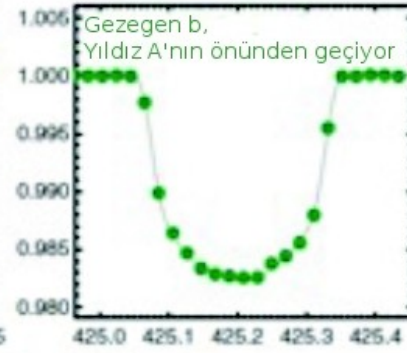
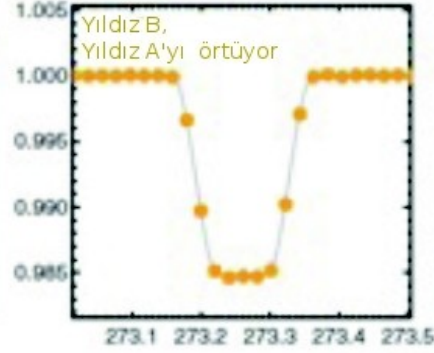
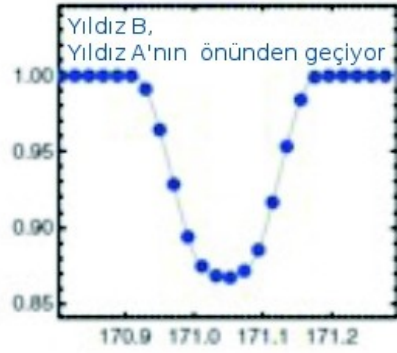
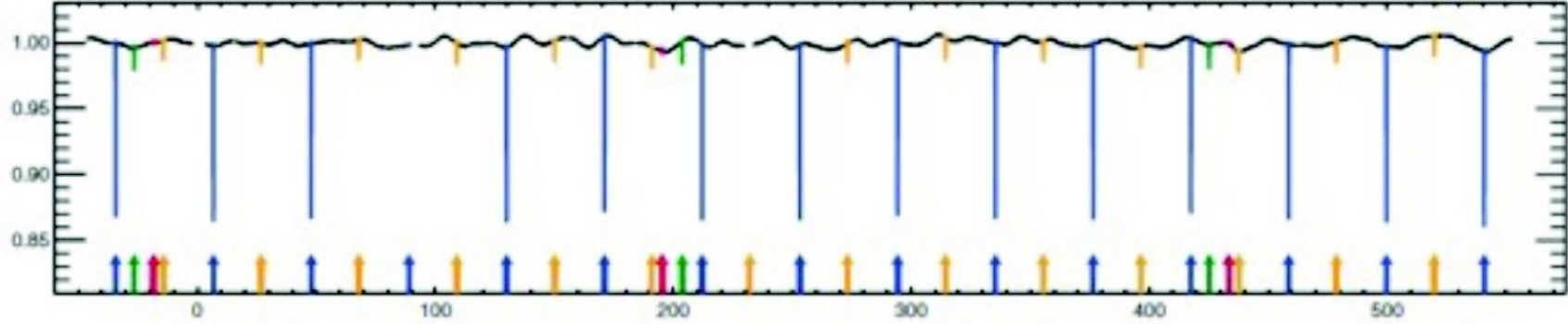


Transit Cycle

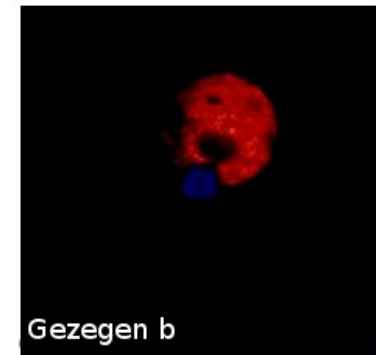
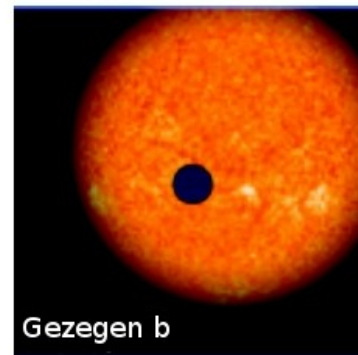
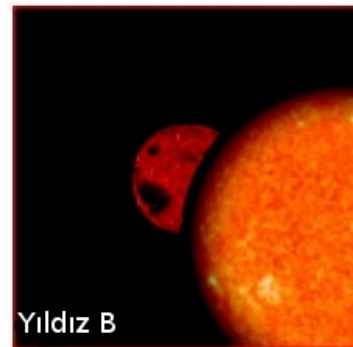
Kepler - 16b



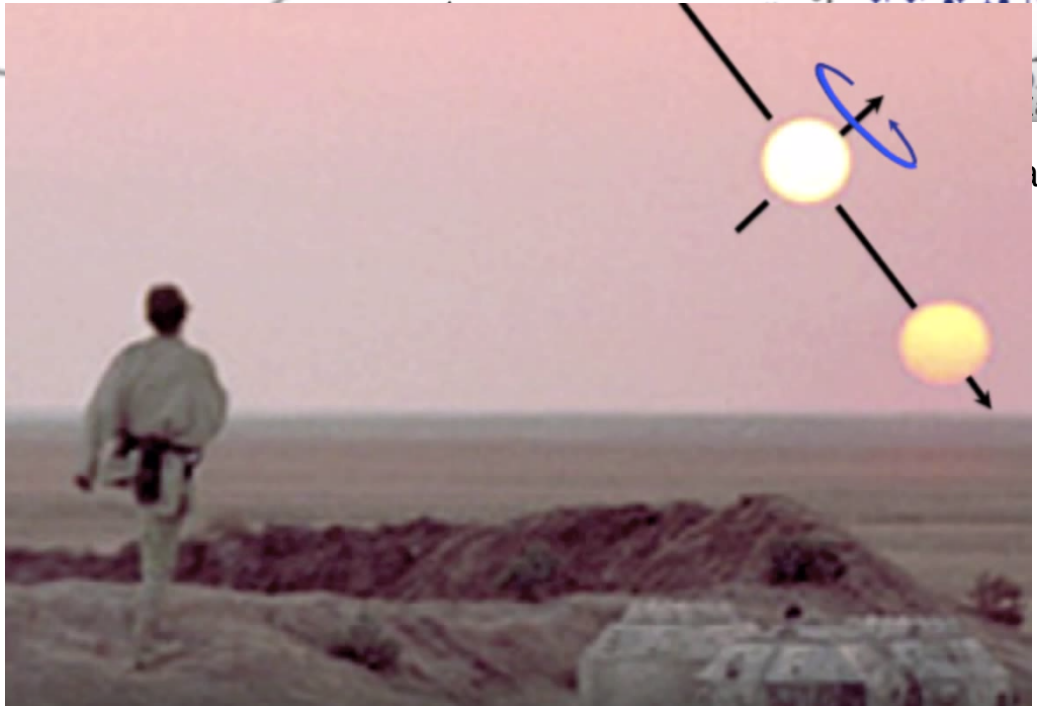
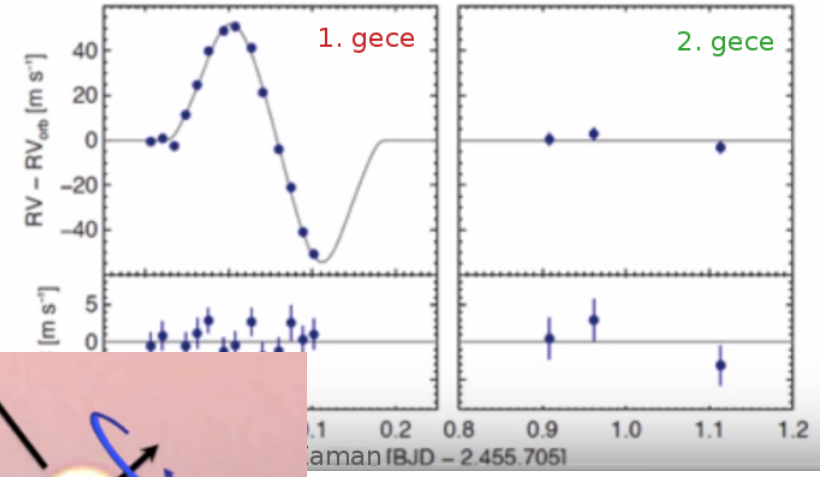
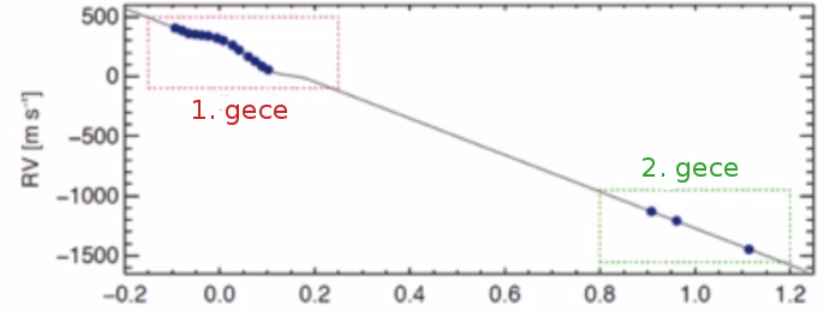
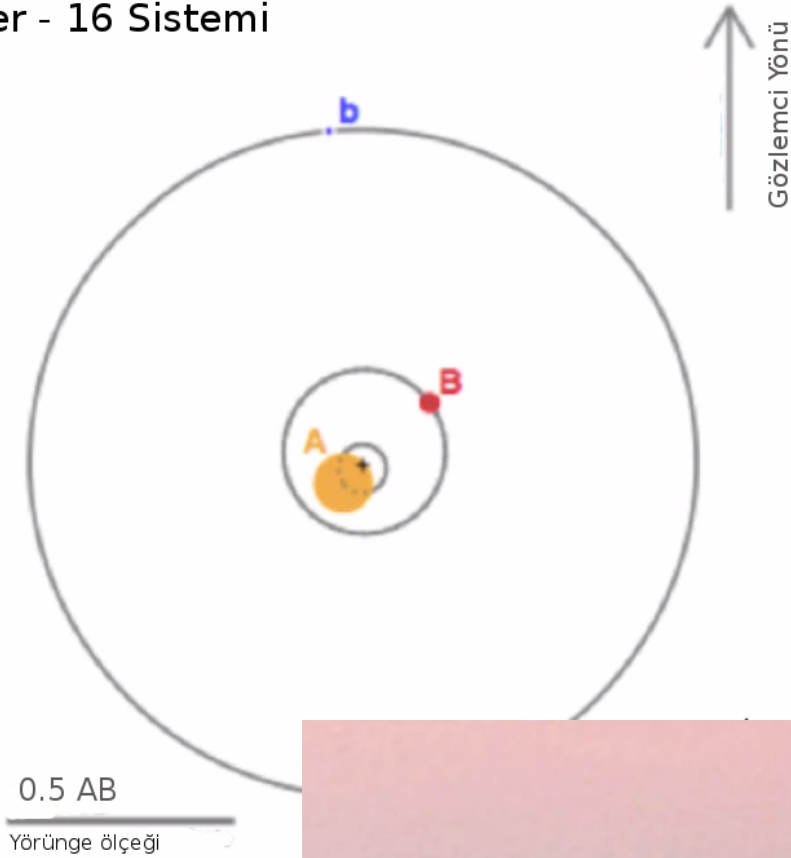
Görelî Akı



Zaman (BJD - 2455000)



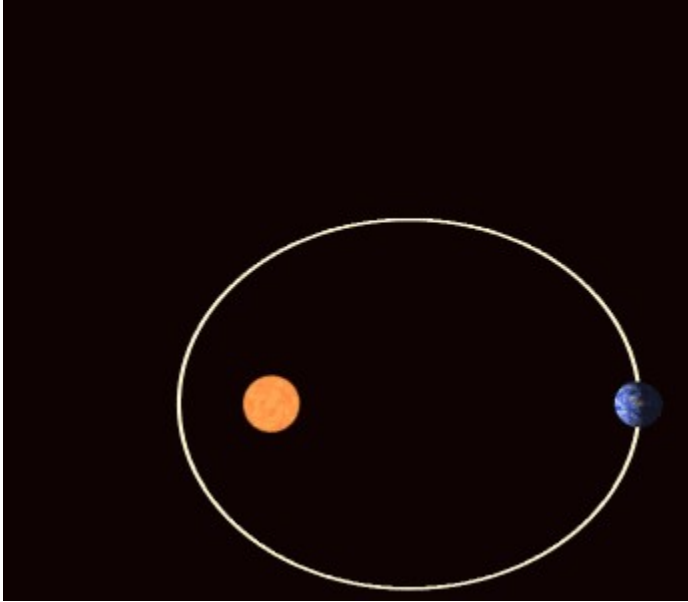
Kepler - 16 Sistemi



Rossiter-McLaughlin Etkisi

Geçiş / Tutulma Zamanı Değişim Nedenleri* – 1

Eksen Dönmesi

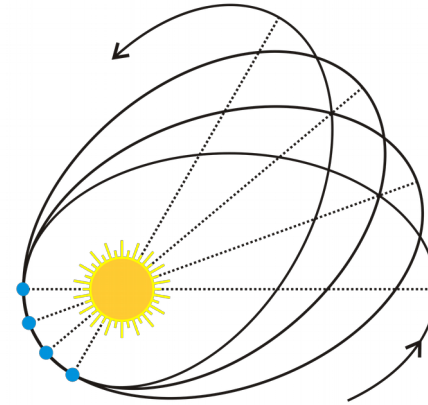


Nedenleri:

- 1) Sisteme bağlı diğer cisimlerin kütle çekim etkisi kaynaklı tedirginlik etkileri
- 2) Dönme ve iç yapı kaynaklı olarak küresel simetriden uzaklaşma sonucu dört kutuplu (quadrupole) moment değişimi
- 3) Görelilik etkileri (Merkür için 100 yılda 43" kadar küçük bir etki)

Yukarıda verilen sıra bir gezegen sistemi için aynı zamanda neden oldukları eksen dönmesi büyüklüğü için bir önem sırasındır.

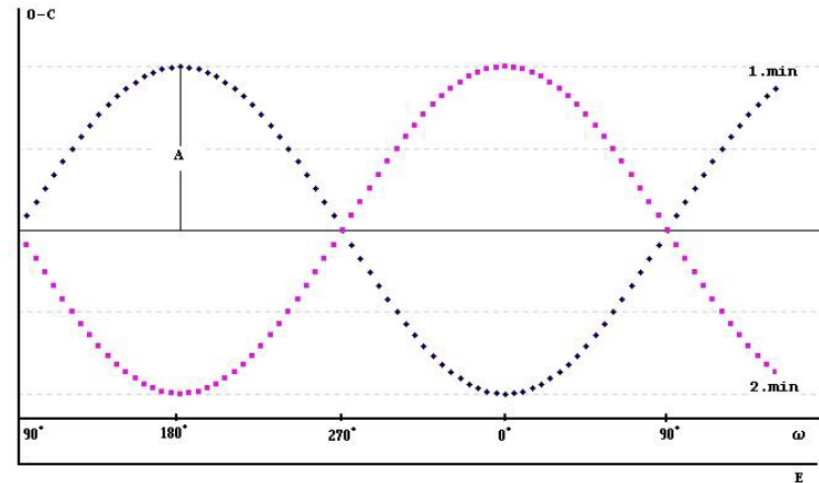
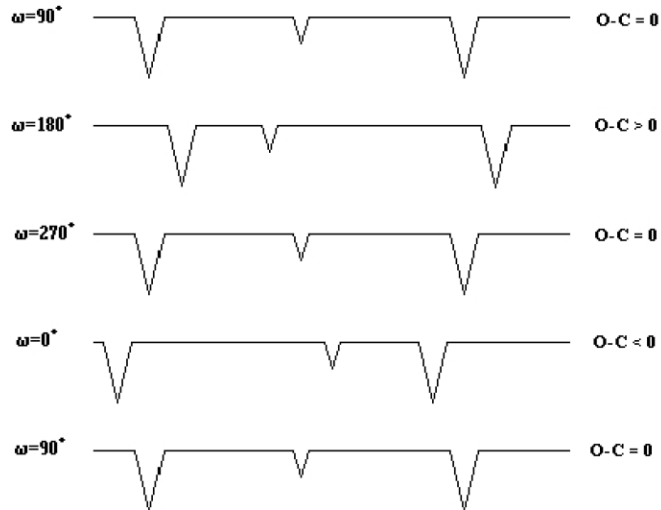
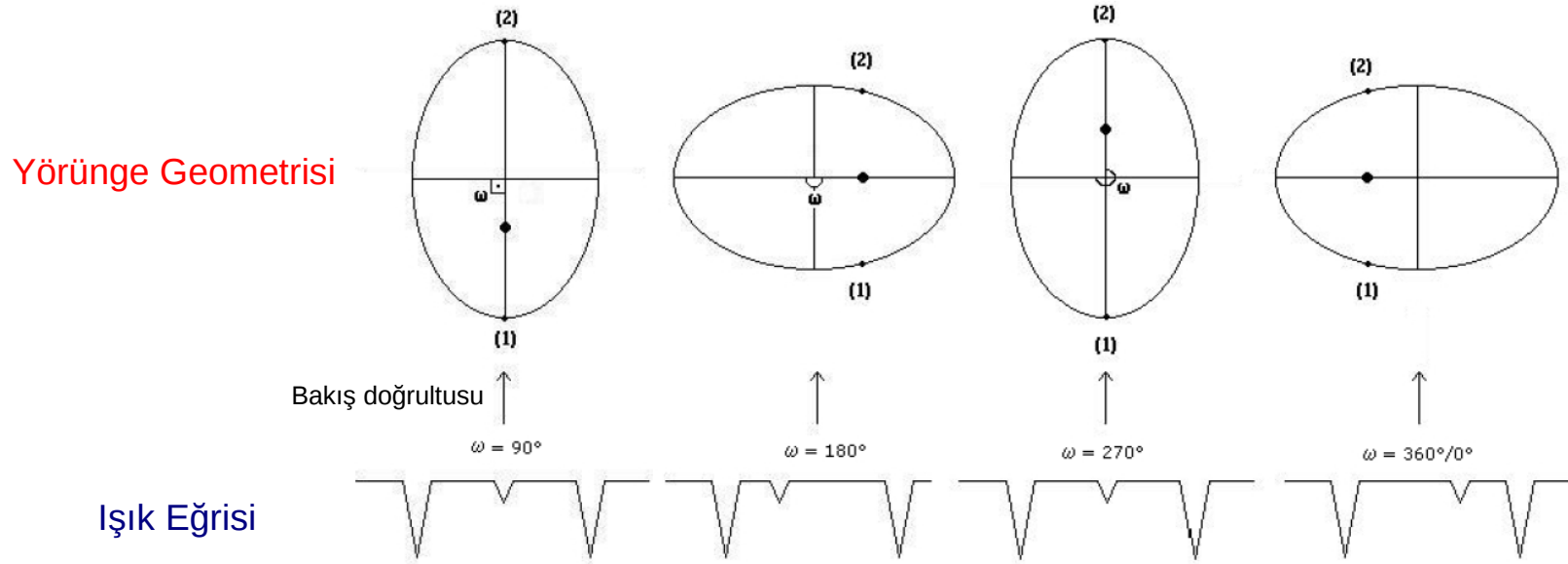
Dışmerkezliliği olan sistemlerde küçük kütleli gezegenin (ya da yoldaş yıldız bileşenin) yörüngesi de uzayda zamanla döner. Bu görselde eksen dönmesi adı verilen bu etki görselleştirme için abartılı olarak gösterilmektedir. Özellikle gezegen sistemlerinde yörünge dış merkezliliği çok daha az, eksen dönmesi hareketi çok daha küçüktür ve yavaş gerçekleşir! ©wikipedia



*Not: Burada çift yıldız sistemlerinde korunumlu / korunumsuz kütle transferi ve kütle kaybı kaynaklı seküler (tek düze) dönem değişimleri dersin merkezinde gezegen sistemleri olduğu gerekçesiyle değerlendirilmemiştir.

Geçiş / Tutulma Zamanı Değişim Nedenleri - 1

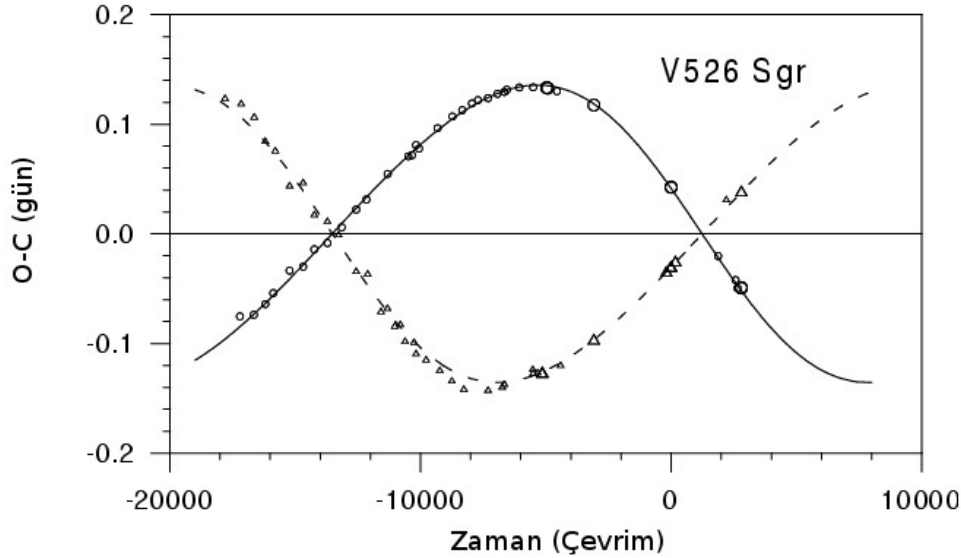
Eksen Dönmesi Kaynaklı Geçiş / Tutulma Zamanlaması Değişimleri



Eksen Dönmesi Kaynaklı Tutulma Zamanları Değişimi

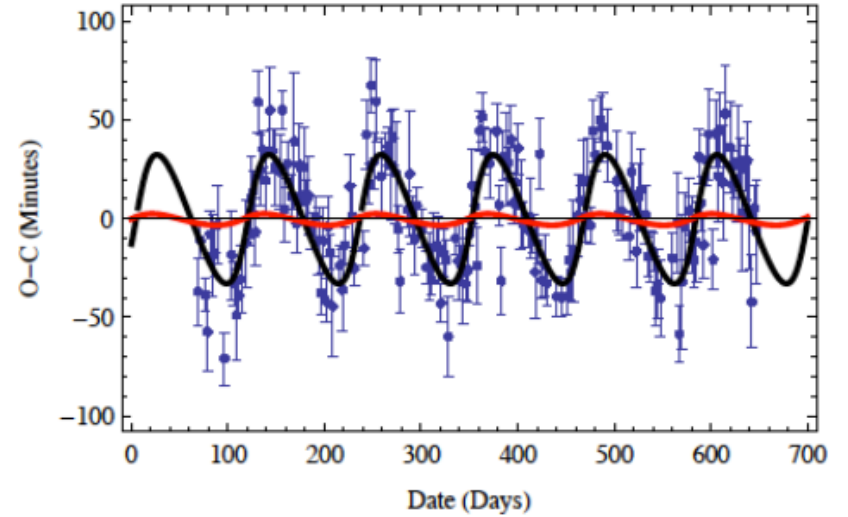
Geçiş / Tutulma Zamanı Değişim Nedenleri - 1

Eksen Dönmesi Kaynaklı Geçiş / Tutulma Zamanlaması Değişimleri



V526 Sgr Çift Yıldız Sisteminin Eksen Dönmesi Kaynaklı Dönem Değişimi (Wolf & Zejda 2005)

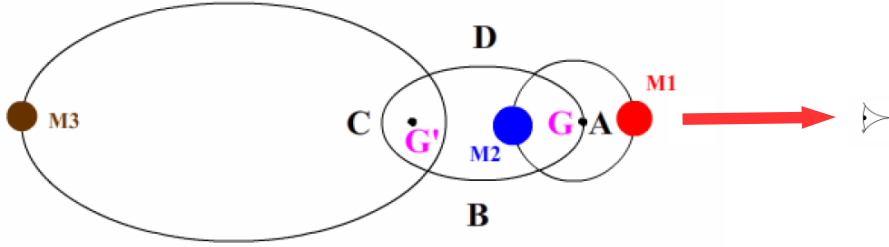
Söz konusu bir gezegen sistemi olduğu vakit 2. minimumu (örtme) gözlemek düşük ışık değişimi genliği nedeniyle oldukça güçtür. Bu durumda sadece 1. minimum değişimi gözlenir.



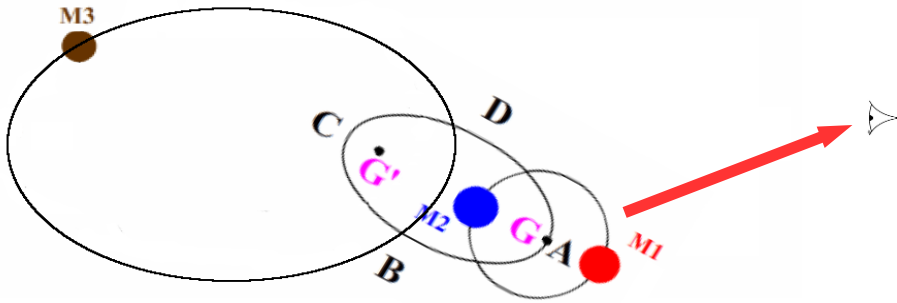
KOI-928 Sistemine Bağlı Bir Gezegen Kaynaklı Dönem Değişimi (Steffen vd. 2011)

Geçiş / Tutulma Zamanı Değişim Nedenleri - 2

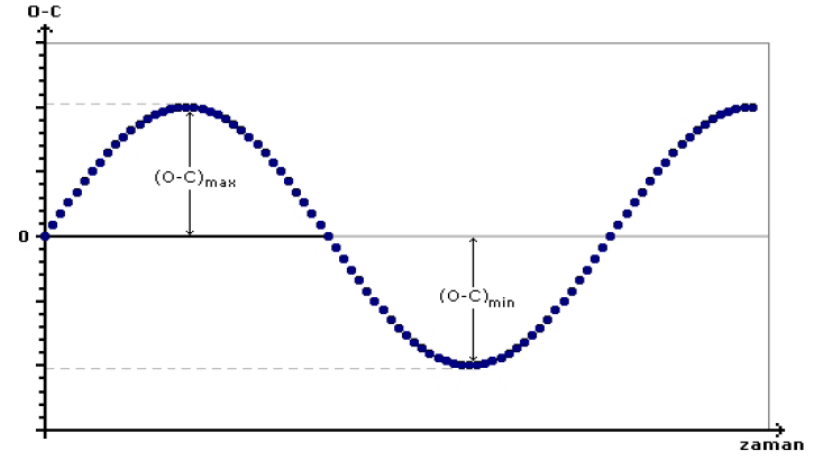
Işık - Zaman Etkisi Kaynaklı Geçiş / Tutulma Zamanlaması Değişimleri



$M_1 - M_2$ sistemini gözlediğinizi ve bu sistemin de gözleyemediğiniz bir M_3 kütlesi ile ortak kütle merkezi etrafında yörünge hareketi yaptığını düşünün. Yukarıdaki konumdayken gözlediğiniz bir minimum zamanın (örtme ya da geçiş) zamanı t_1 olsun.



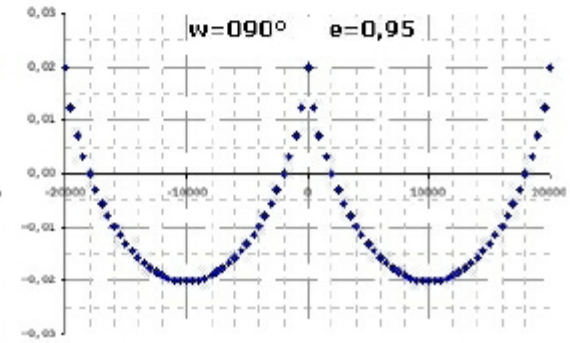
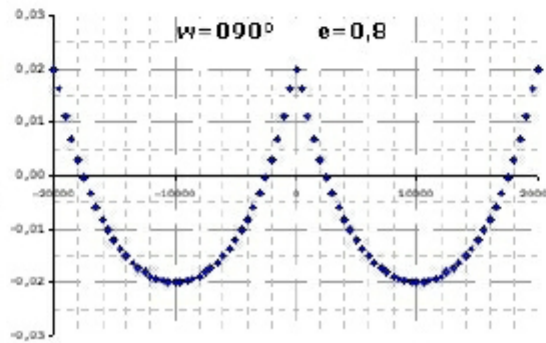
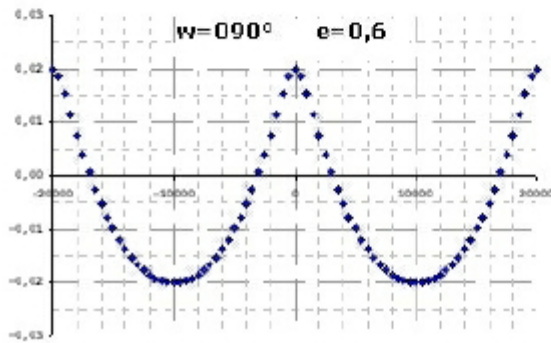
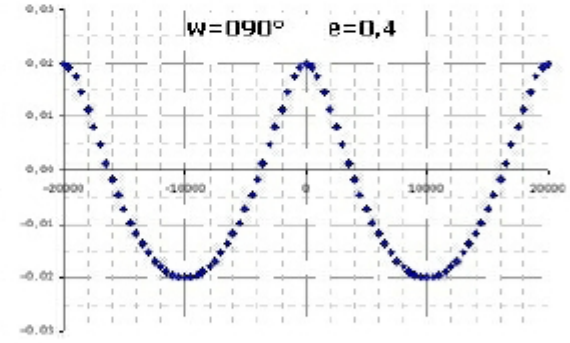
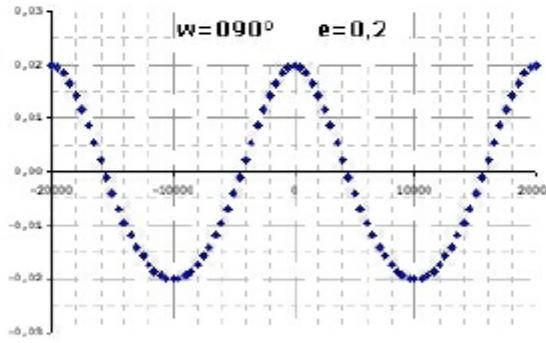
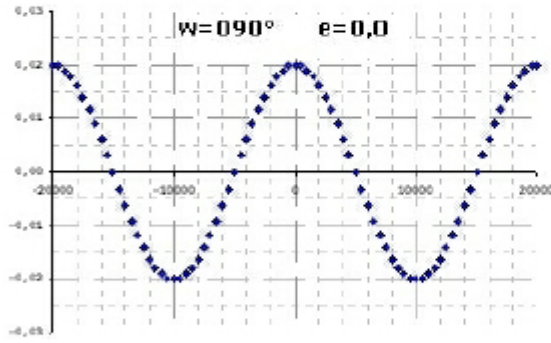
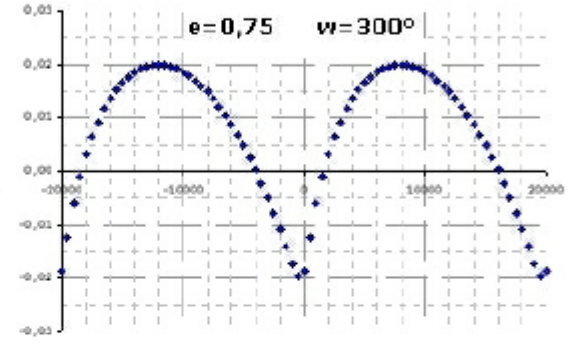
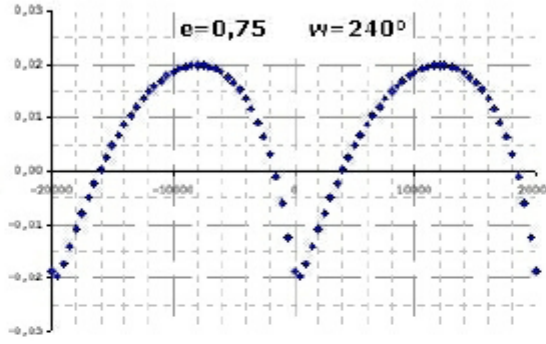
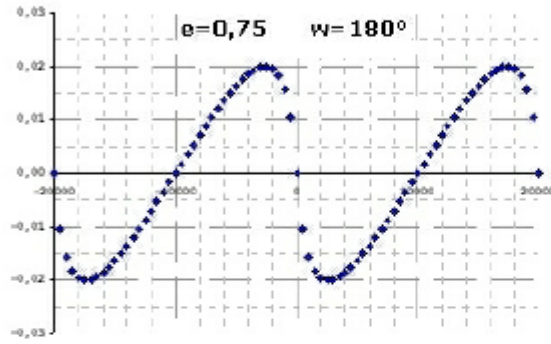
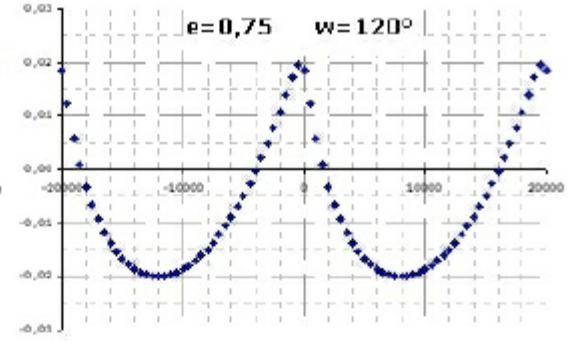
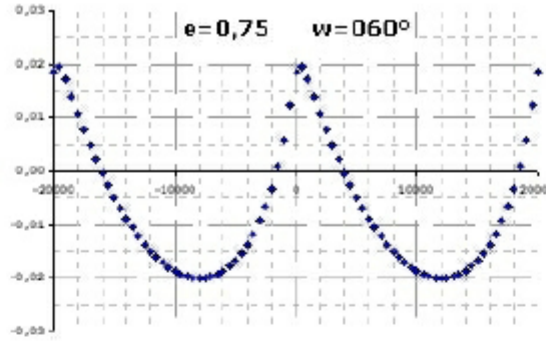
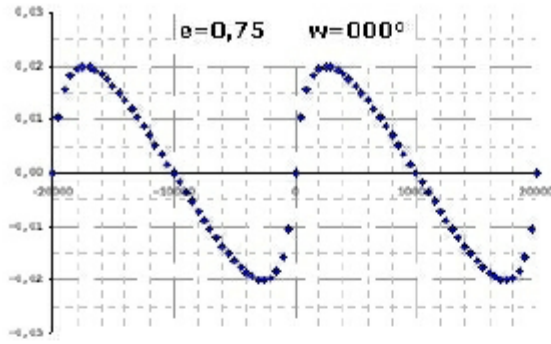
Yörünge hareketi nedeniyle gözlediğiniz sistem sizden bir miktar uzaklaşıyor olsun. Bu sırada gözleyeceğiniz bir geçiş ya da tutulmanın zamanı (t_2) ışık hızı sonlu olduğundan t_1 'e göre daha geç olacaktır! Bu şekilde gözlediğiniz $M_1 - M_2$ sisteminin, gözleyemediğiniz M_3 nedeniyle minimum zamanları düzenli değişir. Bu değişimden M_3 'ün varlığını tespit edebilirsiniz!



Sonuç gözlenen (O: observed) ve hesaplanan (C: calculated) minimum zamanlar arasında zamanla düzenli olarak değişen bir farktır (O-C). Bu fark size gözlediğiniz sisteme kütle çekim etkisi ile bağlı üçüncü bir cismin (M_3) olabileceğini söylemektedir.

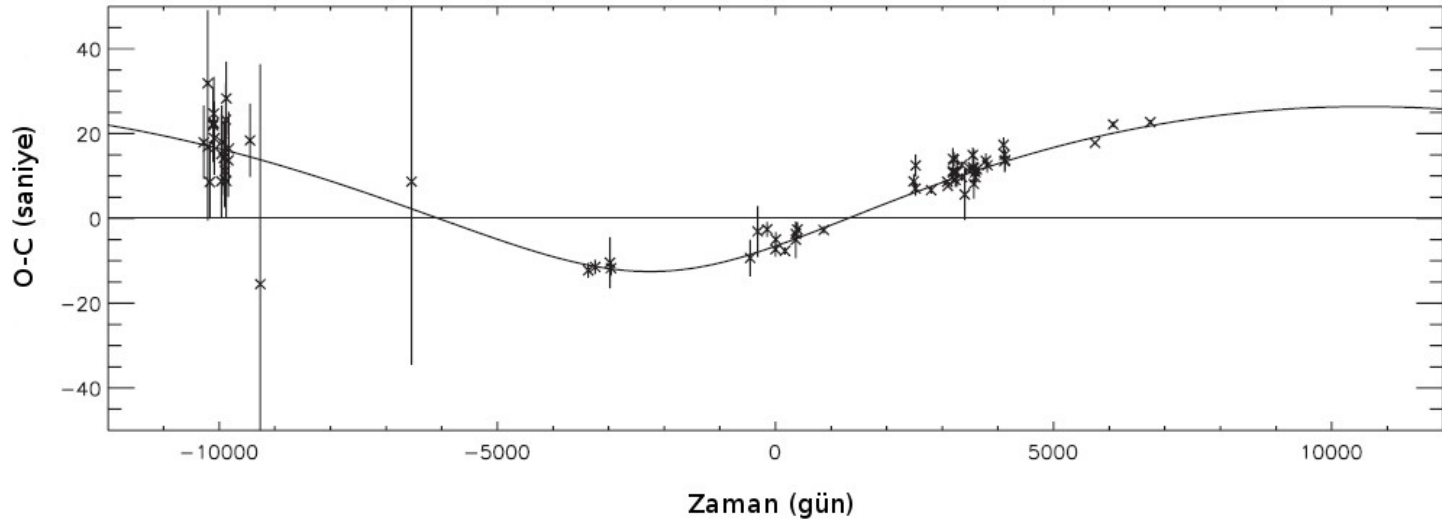
$$O-C = \frac{A_{LiTE}}{\sqrt{(1-e_3^2 \cos^2 \omega_3)}} \left[\left(\frac{1-e_3^2}{1-e_3^2 \cos v} \right) \sin(v+\omega_3) + e_3 \sin \omega_3 \right]$$

e_3 dış merkezliliğinde, ω_3 açısıyla yönelmiş bir yörüngeye sahip 3. bir cismin neden olacağı genliği A_{LiTE} olan ışık zaman etkisi kaynaklı bir O-C değişiminin ifadesi yukarıdaki şekilde Irwin (1959) ve Mayer (1990) tarafından verilmiştir.

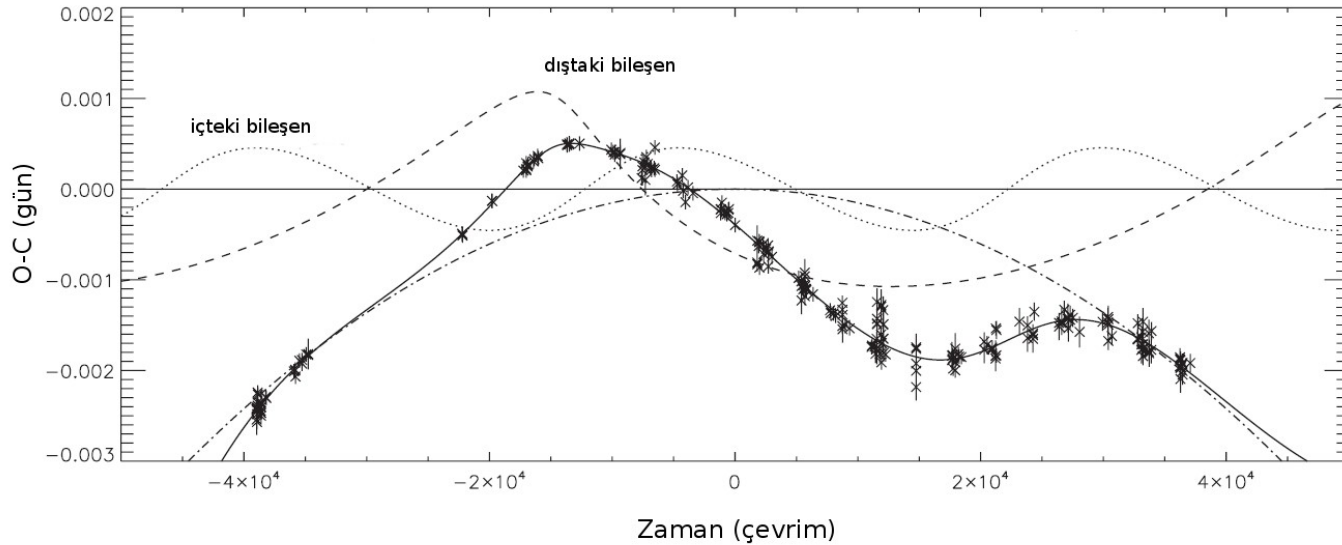


Çeşitli ω ve e değerleri için O-C değişimi

$$O - C = \frac{A_{LTE}}{\sqrt{(1 - e_3^2 \cos^2 \omega_3)}} \left\{ \left[\frac{1 - e_3^2}{1 + e_3 \cdot \cos v} \sin(v + \omega_3) \right] + e_3 \sin \omega_3 \right\}$$



NSVS 14256825 sisteminde m_3 sini = $6.7 M_{\text{jüp}}$ kütleli gezegen adayı kaynaklı O-C değişimi (Hinse vd. 2014)



HW Vir sisteminde m_3 sini = $12 M_{\text{jüp}}$ (içteki) ve m_3 sini = $14 M_{\text{jüp}}$ (içteki) kütleli iki gezegen adayı kaynaklı O-C değişimi. Bu iki değişimin üstüne bindiği kütle aktarımı kaynaklı parabolik değişim konumuz dışıdır. (Horner vd. 2013)

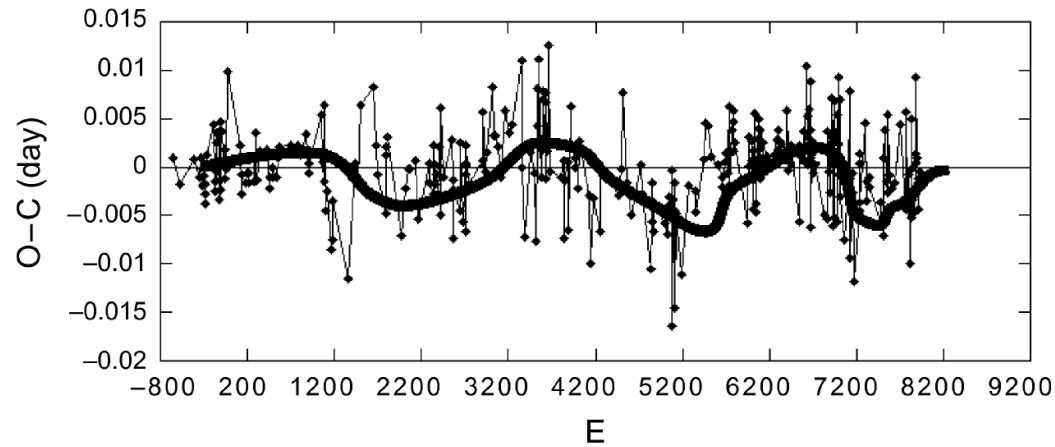
Şekillerden de açıkça görülebileceği gibi zamanlama yöntemiyle gezegen keşfi için

- 1) örtme / tutulma zamanlarını büyük bir hassasiyetle (saniye mertebesinde) belirlemeye,
- 2) uzun zamana mümkün olduğunca eşit şekilde yayılmış, sık gözlem noktalarına ihtiyaç duyulmaktadır.

Geçiş / Tutulma Zamanı Değişim Nedenleri - 3

Manyetik Etkinlik Kaynaklı Geçiş / Tutulma Zamanlaması Değişimleri

Applegate kuramına (1992) göre kuvveti değişken manyetik etkinliğin yıldızın dönme hızında neden olduğu zamanla değişim, açısal momentumun korunumu gereği çoklu sistemlerde yörünge dönemlerine de yansır ve yörünge dönemi değişir. Yörünge döneminin, manyetik etkinlik kaynaklı olduğu için onun gibi çevrimsel olan bu değişimi sistemde gözlenen geçiş / tutulma zamanlarının da çevrimsel olarak daha geç ve daha erken gözlenmesine neden olur.



RZ Cas'ın manyetik etkinlik kaynaklı O-C değişimi (Golovin & Pavlenko 2005)

Manyetik etkinlik kaynaklı O-C değişimleri ilave cisim(ler)in yaratacağı değişimlerden farklı olarak katı birer döneme sahip olmayıp çevrimsel ve daha kaotiktirler. Ayrıca bu değişimlere ışık şiddeti, renk ve (tayfsal ve fotometrik) manyetik etkinlik belirteçlerinin değişimleri de eşlik eder. Dolayısıyla bu değişimlerin takip edilebileceği gözlemlerin varlığında ilave cisim(ler)in yaratabileceği O-C değişimlerinden ayırdedilebilmeleri de mümkündür.

Zamanlama Yöntemi: Çift Yıldız Gezegenleri

Eğer bir çift (ya da çoklu) yıldız sisteminde tutulma (çift sistem yıldızlarının bakış doğrultusuna göre birinin diğerinin önünden geçmesi nedeniyle sistemden alınan toplam ışıpta azalmanın gözleendiği zamanlar) zamanları düzenli olarak değişiyor ve bu değişim diğer senaryolarla açıklanamıyorsa sistemde gözlenemeyen bir başka bileşen daha olduğu düşünülür. Sisteme bağlı üçüncü bir bileşenin varlığı aslında iki etkiye aynı anda yol açar.

1. Işık-Zaman Etkisi

$$A_{1.min} = \frac{\Delta P_{\text{çift}}}{P_{\text{çift}}} = \frac{M_{\text{gez}}}{(M_{\text{gez}} + M_A + M_B)^{3/2}} \left(\frac{P_{\text{gez}}}{P_{\text{çift}}} \right)^{(2/3)} \left(\frac{GM_A}{2\pi c^3 P_{\text{gez}}} \right)^{(1/3)}$$

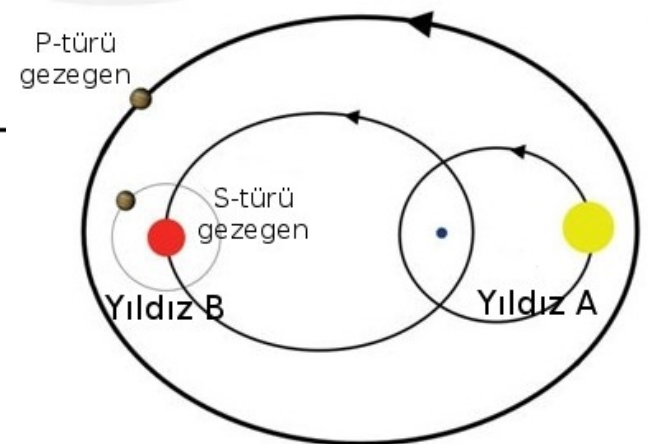
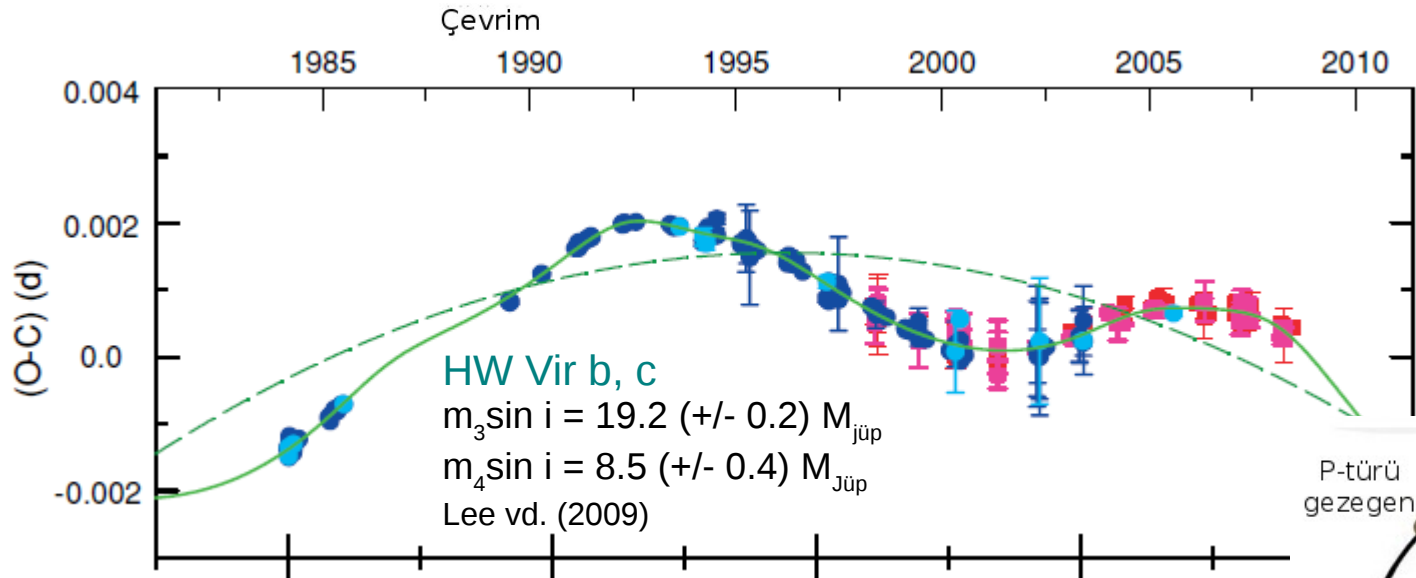
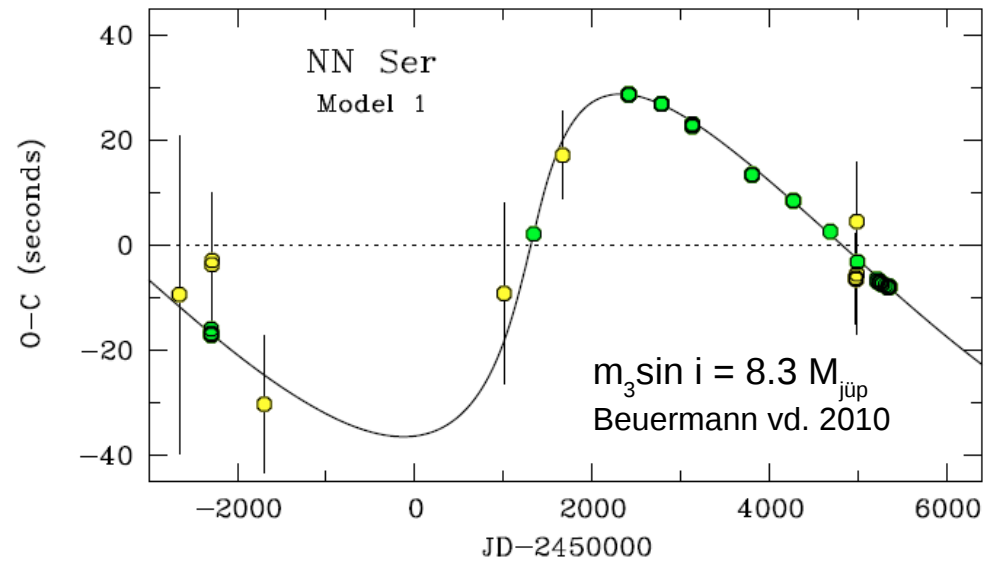
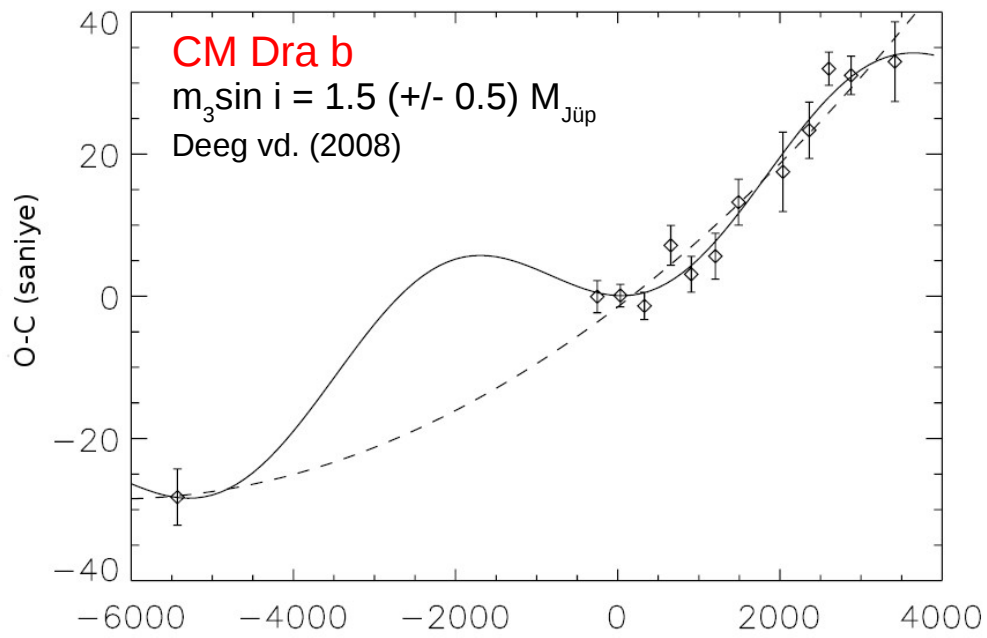
1. minimum zamanının
değişim genliği

1. Üçüncü Cismin Kütle Çekim Etkisi

$$A_{1.min} = \frac{\Delta P_{\text{gez}}}{P_{\text{gez}}} \approx \frac{3}{8\pi} \frac{M_{\text{gez}}}{(M_{\text{gez}} + M_A + M_B)} \left(\frac{P_{\text{gez}}}{P_{\text{çift}}} \right)$$

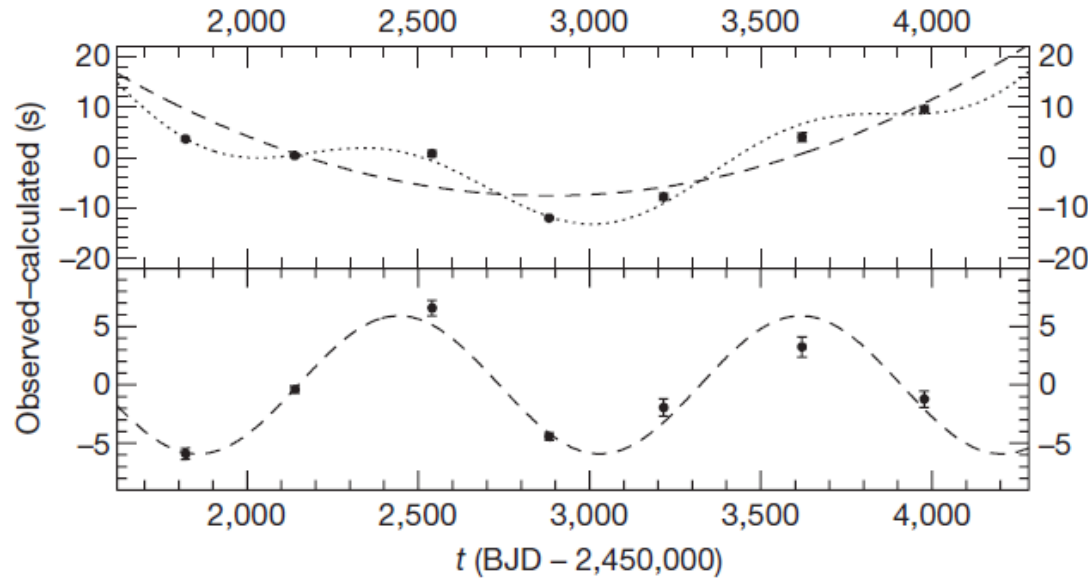
1. minimum zamanının
değişim genliği

Her iki etkinin ölçeği ve örtme/örtülme (tutulma) zamanı değişimlerini hangisinin domine edeceği çift sistemin bileşenlerinin birbirine yakınlığına, her üç cismin kütlelerine ve 3. cismin, çift sisteme yakınlığına bağlıdır. Kepler-16 sisteminde domine eden faktör yakın üçüncü cismin (Kepler-16b gezegeninin) kütle çekim etkisi iken diğer pek çok çift yıldız-gezegen sisteminde domine eden faktör ışık-zaman etkisidir.



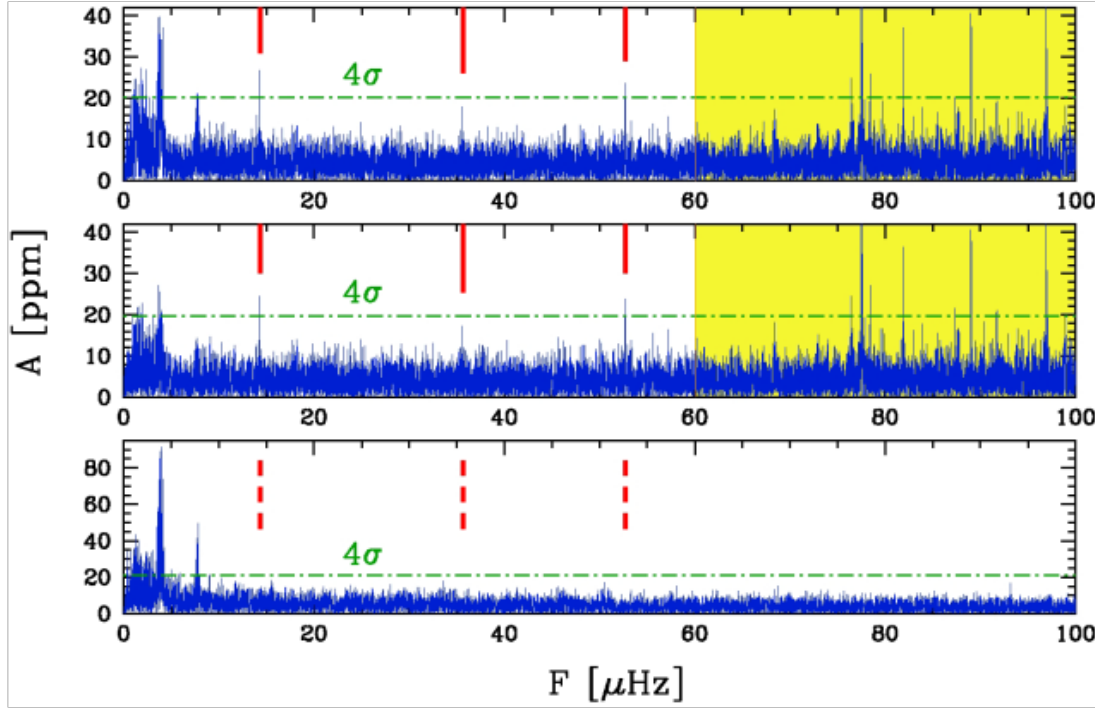
Zonklama Frekansı Değişim Yöntemi (Pulsation Frequency Variation, PFV)

2007 yılında sdB türü bir yatay kol (horizontal branch) yıldızı olan V391 Peg'in etrafında sdB yıldızının zonklama frekanslarında Işık Zaman Etkisi kaynaklı düzenli değişimlere neden olan bir ötegezegen keşfi duyuruldu (Silvotti vd. 2014). sdB türü yıldızlarda temel modda kısa dönemli (30 - ~10000 saniye) ve yüksek genlikli zonklamalar gösteren evrimleşmiş yıldızlardır. Yıldız kütle çekimle bağlı ve onunla ortak kütle merkezi etrafında yörünge hareketi yapan bir cismin varlığında (yörünge eğim açısına (i) da bağlı olarak) yıldız gözlemciye yaklaşır ve uzaklaşır. Cisim gözlemciye yakinken ışığı daha erken ulaşacağından zonklama kaynaklı parlaklık değişimleri, uzaklaştığı zamankine oranla daha erken gözlenir. Işık-Zaman Etkisi ile gerçekleşen bu değişim dönemlidir ve dikine hız gözlemlerinin de yapılması durumunda görünmeyen bileşenin kütlesi belirlenebilir. V391 Peg etrafında önerilen gezegen son yapılan çalışmayla iyice tartışılır bir hal almıştır (Silvotti vd. 2017).

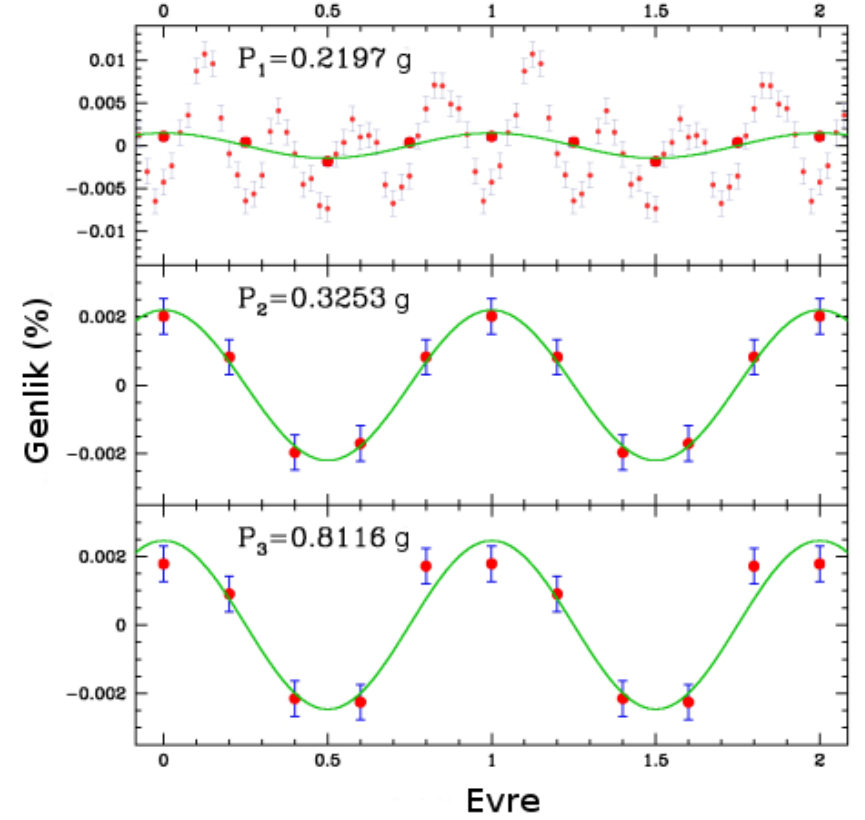


V391 Peg'in Işık-Zaman Etkisi kaynaklı O-C değişimi (Silvotti vd. 2007)

Zarflarının önemli bir bölümünü kaybettikleri için Helyum'un yandığı çekirdeklerinin üzerindeki ince kabukta Hidrojen'i tutuşturamayan sdB yıldızlarının zarflarını nasıl kaybettikleri de önemli bir tartışma konusudur (Podsiadlowski vd. 2008a). Bu yıldızların etrafındaki gezegenlerin, yıldızın erken evrim aşamalarında oluşmuş ve evrim süreci boyunca yıldızla bağlı kalmış olup olmadıkları önemli bir sorudur. Bu gezegenlerin, yıldızın evrimi sırasında kaybedilen zarfın oluşturduğu bir disk içerisinde oluşmuş olabilecekleri de düşünülmektedir. Ayrıca bu gezegenlerin zarfın soyulmasına katkısının olup olmadığı da tartışılmaktadır (Schuh 2010).



KIC 10001893'ün frekans – genlik dağılımı (güç spektrumu). En düşük frekanstaki (4 μ Hz) pik görüntüde sisteme yakın bir yıldızla ilişkin iken kırmızı ile işaretlenen üç düşük frekanslı pikin sistemin etrafında dolaşan iki gezegene ait olduğu düşünülmektedir (Silvotti vd. 2014). Üstteki iki grafikte sarıyla işaretlenen bölge g-modu zonklamaları bölgesidir. En altta ise sadece sisteme yakın yıldızın bulunduğu 1 piksel için frekans analizi gösterilmiştir.



Sistemde önerilen Dünya kütlesi civarındaki 3 gezegenden yansıyan ışığın yörünge evresiyle değişimi (Silvotti vd. 2014). Gezegenlerin kütleleri ve yarıçaplarına ilişkin ancak yörünge dönemleri ve olası yansıtma güçleri dikkate alınarak verilebilir.

Çift yıldız gezegenlerinin büyük çoğunluğunun sdB türünden üst katmanlarını bir şekilde kaybetmiş evrimleşmiş bileşenler içeren çift sistemlerde zamanlama yöntemiyle bulunması (ve başka yöntemlerle onaylanmamış olmaları) bu cisimlerin varlığı üzerinde kuşku uyandırmaktadır. Bir sdB yıldızından teorik modellerle beklenmeyen bir değişimin gözlenmiş olması doğrudan sisteme bağlı bir gezegenin yüzeyinden yansıyan ışığa bağlanabilir mi sorusu açık bir soru olarak önümüzde durmaktadır!

Pulsar Zamanlaması Yöntemi



Etrafında Gezegen Olabileceğini Hiç Aklınıza Getirmeyeceğiniz Yıldız?

- ✓ **Nötron Yıldızları:** Evrende bildiğimiz en yoğun ($3.7 - 5.9 \times 10^7 \text{ kg/m}^3 \sim 2.6 - 4.1 \times 10^{14} d_{\text{Güneş}}$) ve en küçük yıldızlar ($M_{\text{ort}} \sim 2M_{\text{Güneş}}$, $1.1 - 3M_{\text{Güneş}}$, $R \sim 12-20 \text{ km}$)
- ✓ Nötron yıldızları oldukça kompakt ve sıcak ($6 \times 10^5 \text{ K}$) cisimlerdir. Daha fazla çökmelerine engel olan ise kuantum mekaniksel bir olgudur (**nötron basıncı**).
- ✓ Bazı nötron yıldızları kendi eksenleri etrafında dakikada 40000'den fazla tur atarlar (**pulsarlar = atarcılar**).
- ✓ Galakside sayılarının 10^8 (gözlenenlerin sayısı ~ 2000) civarında olduğu tahmin edilmekle birlikte pulsarlar gibi hızlı dönme göstermiyorlar ya da bir çift sistem üyesi ($\sim \%5$) değil iseler sadece termal emisyonlarının gözlenmesi oldukça güçtür (Hubble tarafından gözlenen RX J185635-3754 yegane istisna!).

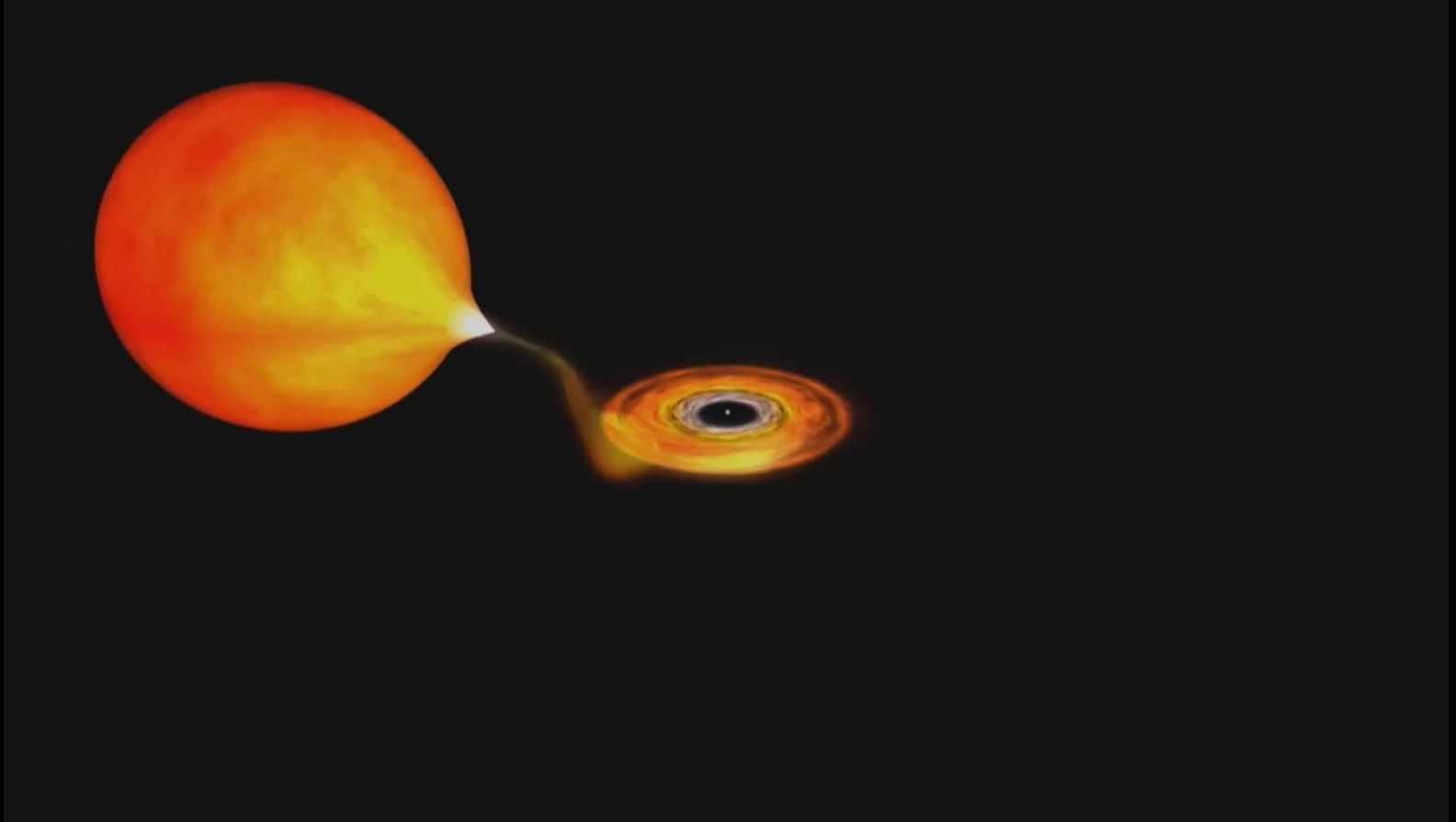
Nötron Yıldızlarının Oluşumu

- ✓ Başlangıç kütlesi $8 M_{\text{Güneş}}$ 'in üzerinde olan yıldızlar çekirdeklerinde demire kadar tüm elementleri “yaktıktan” sonra çekirdekleri enerji üretmediği için zarftaki devasa kütleyle karşı koyamaz ve çöker.
- ✓ Bu sırada çekirdek zarftan yağın materyalle Chandrasekhar limitini ($\sim 1.4 M_{\text{güneş}}$) aşınca elektron dejenerasyonu gerçekleşir ve dejenerasyon basıncı çekirdeği destekler.
- ✓ Bu süreç (basıncıdan bağımsız olarak) sıcaklığın 5×10^9 K'e kadar yükselmesine neden olur ve bu sıcaklıkta foton parçalanması (ing. photodisintegration) süreci başlar. Yüksek enerjili gamma ışınlarının demir çekirdeği alfa parçacıklarına ayrıştırdığı bu süreçle sıcaklık iyice tırmanır.
- ✓ Bu sıcaklıkta elektron ve protonlar birleşerek nötronları oluşturur
- ✓ Çekirdekdeki yoğunluğun 4×10^7 kg/m³ 'ü aşmasıyla nötron basıncı çekirdeğin daha fazla çökmesini önler.
- ✓ Zarftan yağın madde Tip-II, Tip-Ib ve Tip-Ic süpernovalarını oluşturacak şekilde püskürtülür ve geriye kalan çekirdek bölgesi “nötron yıldızı” olarak adlandırılır.

Nötron Yıldızlarının Dönmesi

- ✓ Yıldızın dönme momentumunu devralan çekirdek artık çok küçük hacme sıkıştığı (yarıçapı oldukça küçük olduğu) için **açısai momentumunu ($J = mV \times r$) korumak üzere** çok hızlı dönmeye zorlanır.
- ✓ Yeni oluşan bir nötron yıldızı saniyede birkaç kez kendi etrafında döner. Çift sistemlerdeki nötron yıldızları ise diğer bileşenden madde transfer ettiği için daha da hızlı (saniyede birkaç yüz kez) dönebilir. (Detayına giremeyeceğimiz) bazı mekanizmalar zaman zaman bu hızın ciddi miktarda artmasına da neden olabilir. Nötron yıldızı enerjisini dönme kinetik enerjisinden alır.
- ✓ Yıldızla birlikte dönen manyetik alan enerji yayar (ing. magnetic dipole radiation) ve cisim enerjisinin bir kısmını kaybederek giderek daha yavaş döner (birkaç saniyede bir tur!).
- ✓ Çift kutuplu ve kuvvetli manyetik alan, kutuplara yakın bölgelerdeki parçacıkları oldukça hızlandırır; radyo ve X-ışın bölgesinde gözlenen ışımalara (pulse = atım) neden olur (ing. Synchrotron radiation).
- ✓ Dönme eksenini ile hizalanması zorunlu olmayan manyetik eksenin kutupları, dönme sırasında gözlemciye her yöneldiğinde, gözlemci radyo bölgede bir enerji artışı (atım) kaydeder. Bu atımlar periyodiktir ve dönemleri dönme dönemine eşittir. Bu şekilde atım gözlenen nötron yıldızlarına **pulsar (atarca)** diyoruz.
- ✓ Rekor, saniyede 716 tur ile PSR J1748-2446ad (Hessels vd. 2006) nötron yıldızına aittir.

Çift Yıldız Sistemlerindeki Nötron Yıldızları: Milisaniye Pulsarları



- Çift yıldız sistemlerinde Nötron yıldızının diğer bileşenden kütle transfer etmesi, onun açısal momentumunu korumak üzere daha da hızlı dönmesine neden olur ve tipik olarak saniyenin binde biri gibi bir zaman ölçeğinde bir dönen ve **milisaniye pulsarları** adını verdiğimiz cisimleri gözleriz!



Green Bank 300 foot t



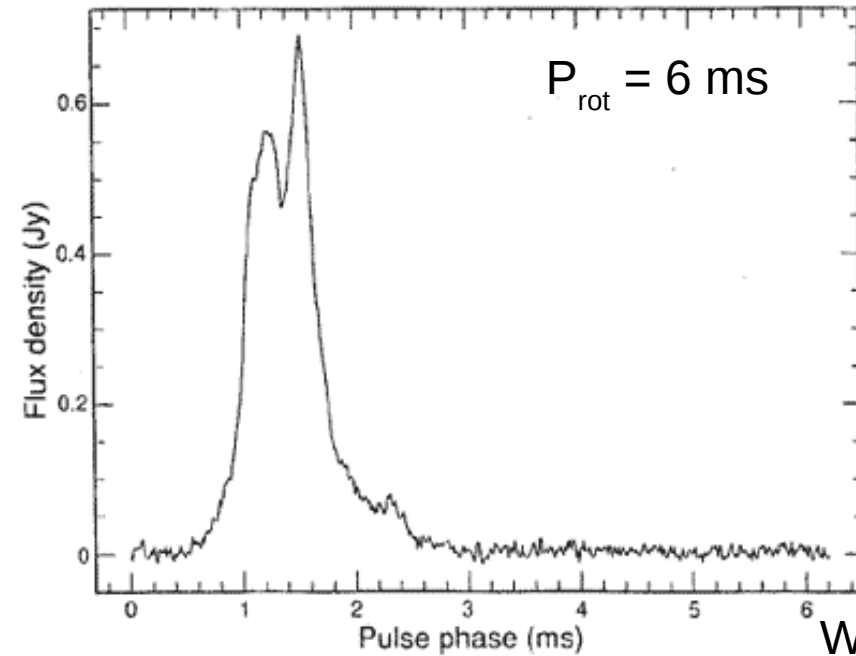
15 Kasım 1988



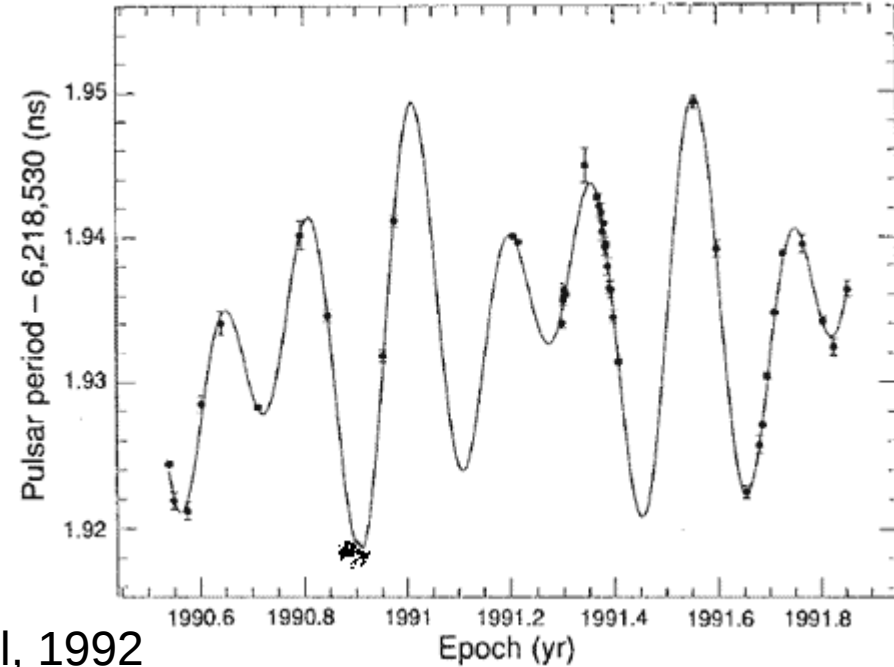
Arecibo Radyo Teleskobu



1980'lerin sonunda pulsarlar üzerine araştırmalarını Green Bank Radyo Teleskobu'nda sürdüren Alexander Wolszczan, radyo teleskobun zarar görmesi sonrası; araştırmalarını taşıdığı Arecibo'daki bakım çalışmaları sırasında teleskop sadece zenite bakabildiği için başucundan geçecek pulsarları gözlemek ve sayılarını belirlemek üzere bir proje verdi.



Pulsarın defalarca gözlemi atım zamanının sinüsoidal olarak değiştiğini ortaya koydu

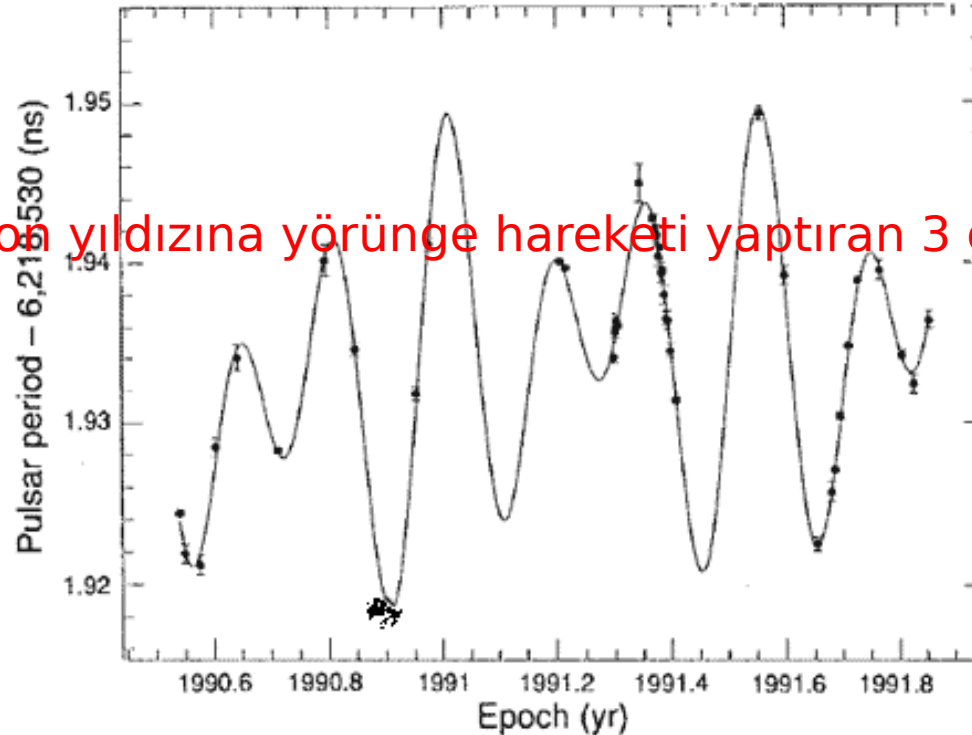


Wolszczan & Frail, 1992

<http://astro.unl.edu/classaction/animations/extrasolarplanets/pulsarPeriodSim001.html>

Pulsardan alınan atım sinyallerini kaydettiğimiz zaman, ancak pulsar bize yaklaşıp uzaklaşıyorsa düzenli olarak değişebilir! Çünkü ışık hızı sonludur ve Pulsar bize yakinken ondan aldığımız radyo sinyalleri ile uzakken aldıklarımız arasında bir zaman farkı oluşur. Bu fark **ışık-zaman etkisi** (ing. Light-Time Effect) ya da **Roemer gecikmesi** (ing. Roemer delay) olarak bilinir. Bu farkın düzenli olarak değişimi pulsarın bir yörünge hareketi yapıyor olduğu şeklinde yorumlanır. Bu yörünge hareketinin sebebi sisteme ancak ışınımı çok az olduğu için görülemeyen ilave bir bileşen olabilir. PSR1257+12'nin dönme dönemi değişimine yol açtığı öne sürülen ilave bileşen eğer bir yıldız olsaydı:

- i)** Daha büyük genlikli bir sinüs görmeliydik. Çünkü bir yıldız pulsara daha büyük bir yörünge hareketi yaptırırdı.
- ii)** Düşük genlikli üç sinüsün üstüste binmiş halini görmemeliydik.

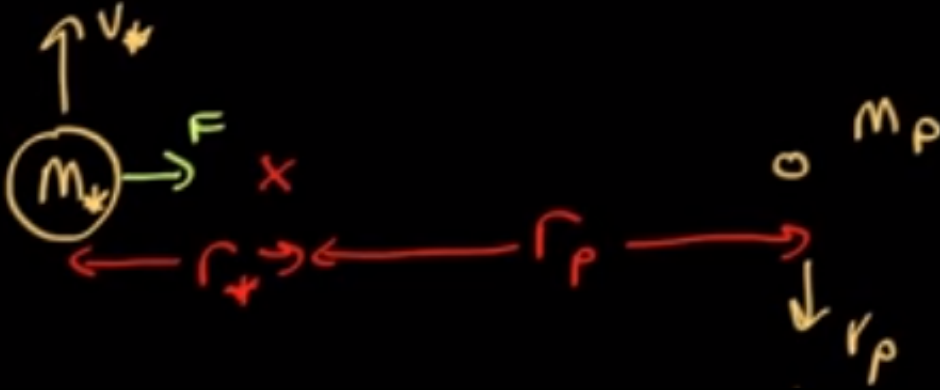


Soru: Bir milisaniye pulsarı gözleyorsanız olalım. Bir günlük gözlemlerimizle atımların bize ulaşma zamanlarını ve dönemi hassas bir şekilde belirledik diyelim. Bir hafta sonra gözlem için tekrar teleskop başına geçiyoruz ve aldığımız sinyaller bir hafta öncekine göre tam olarak 1 mikrosaniye geç bize ulaşıyor. Gecikmenin pulsarın yörünge hareketinden kaynaklandığını düşünüyorsanız aşağıdakilerden hangisi doğrudur?

- a) Pulsar bize bir hafta öncekinden 300 metre daha yakın olmalı
- b) Pulsar bize bir hafta öncekinden 300 metre daha uzak olmalı
- c) Pulsar bize bir hafta öncekinden 100 metre daha yakın olmalı
- d) Pulsar bize bir hafta öncekinden 100 metre daha uzak olmalı

Pulsar Gezegen Parametrelerinin Hesabı

Temel fizik yasalarına, basit matematiğe ve bazı yaklaşımlara dayalı olarak Nötron yıldızlarının etrafında dolaşan gezegenlerin özelliklerini anlamaya çalışalım. İşe kütle merkezinin tanımıyla başlayabiliriz. Yıldızla ilişkin parametreleri (*), gezegene ilişkin parametreleri ise (p) indisleriyle gösterelim.



Kütle merkezi tanımı:

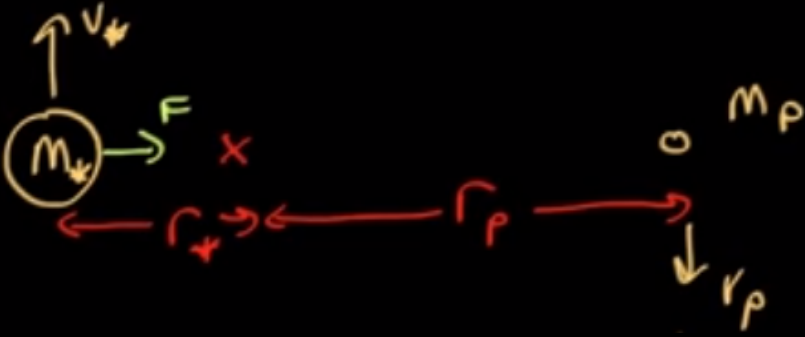
$$m_* r_* = m_p r_p$$

Diğer taraftan merkezkaç kuvvetle kütle çekim birbirini dengelemeli ki cisim yörünge hareketi yapsın! Bu koşulu yandaki şekilde ifade edebiliriz:

$$\frac{m_* V_*^2}{r_*} = \frac{G m_* m_p}{(r_* + r_p)^2} = \frac{m_p V_p^2}{r_p}$$

Gezegenin ortak kütle merkezine uzaklığının (r_p) yıldızın ortak kütle merkezine uzaklığından (r_*) çok büyük olduğunu ($r_p \gg r_*$) dolayısı ile $r_p + r_* \rightarrow r_p$ olduğunu varsayarak bu eşitliğin sağ tarafında kütle çekimle gezegen üzerindeki merkezkaç kuvvetinin eşitliği ifadesini düzenleyecek olursak:

$$\frac{G m_*}{r_p^2} = \frac{V_p^2}{r_p} \Rightarrow r_p = \frac{G m_*}{V_p^2}$$



Gezegenin Yörünge Büyüklüğü (r_p)

Ayrıca gezegen ve yıldızın ortak kütle merkezi etrafındaki yörüngelerinin çembersel olduğu varsayımı altında yörünge dönemi (her iki cisim için de aynıdır: P) yazalım.

Şimdi bu ifadeyi gezegenin ortak kütle merkezine uzaklığını (bir başka deyişle yörüngesinin yarıçapını, r_p) veren ifadede yerine koyalım.

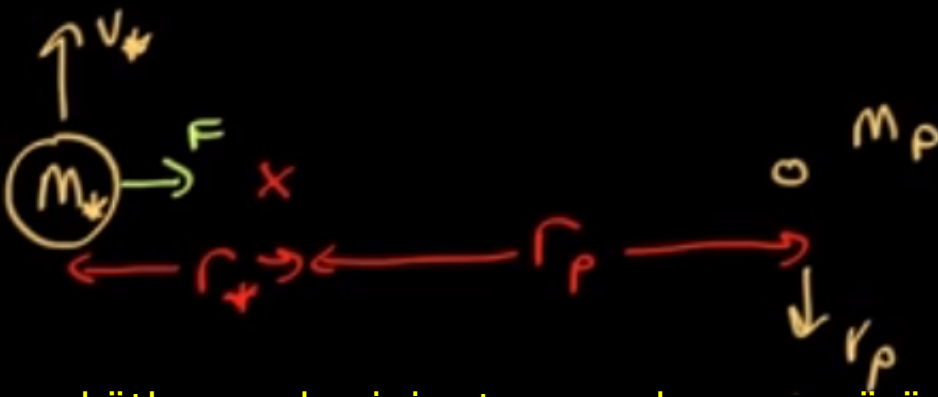
Bu bizi Kepler'in 3. yasasına getirdi. Bu yasadaki hareketle gezegenin yörüngesinin yarıçapını bulabiliriz.

$$P = \frac{2\pi r_p}{V_p} \Rightarrow V_p = \frac{2\pi r_p}{P}$$

$$r_p = \frac{G m_*}{V_p^2} \Rightarrow r_p^3 = \frac{G m_* P^2}{4\pi^2}$$

$$r_p = \sqrt[3]{\frac{G m_* P^2}{4\pi^2}}$$

Burada P (yörünge dönemi) gezegen ve pulsar için eşittir. Pulsar'dan alınan sinyallerin yörünge hareketi nedeniyle değişiminin dönemi ($\Delta P_{*,rot}$) de bu döneme eşit olmalıdır. Zira pulsardan alınan radyo atım zamanları yıldızın ortak kütle merkezi etrafındaki yörünge hareketi nedeniyle düzenli olarak değişmektedir. Bu nedenle P , gözlemsel bir niceliktir ve pulsarın dönme döneminin (P_{rot}) değişiminin dönemine ($\Delta P_{*,rot}$) eşittir. m_* , nötron yıldızı modellerinden alınabilen model-bağımlı bir parametre olduğu için r_p , elde edilmiş olur.



Gezeenin Kütlesi (m_p)

Yine kütle merkezinin tanımından ve yörüngenin çembersel olduğu varsayımından hareketle gezegenin kütlesini de elde etmek mümkündür.

$$r_* m_* = r_p m_p \Rightarrow r_* = \frac{m_p r_p}{m_*}$$

Yörüngenin çembersel olduğu varsayımı yıldızın kütle merkezinin etrafındaki hızının (V_*) sabit olmasını gerektirir. Yukarıdaki eşitlikte elde edilen r_* bu ifadede yerine konursa;

$$V_* = \frac{2\pi r_*}{P} \Rightarrow V_* = \frac{2\pi}{P} \frac{m_p r_p}{m_*}$$

Bu eşitlikten gezegenin kütlesi çekilirse yandaki gibi bulunur. Yıldızın ortak kütle merkezi etrafındaki hızı (V_*) Doppler kayması gözlemlerinden elde edilebilen gözlemsel bir parametredir.

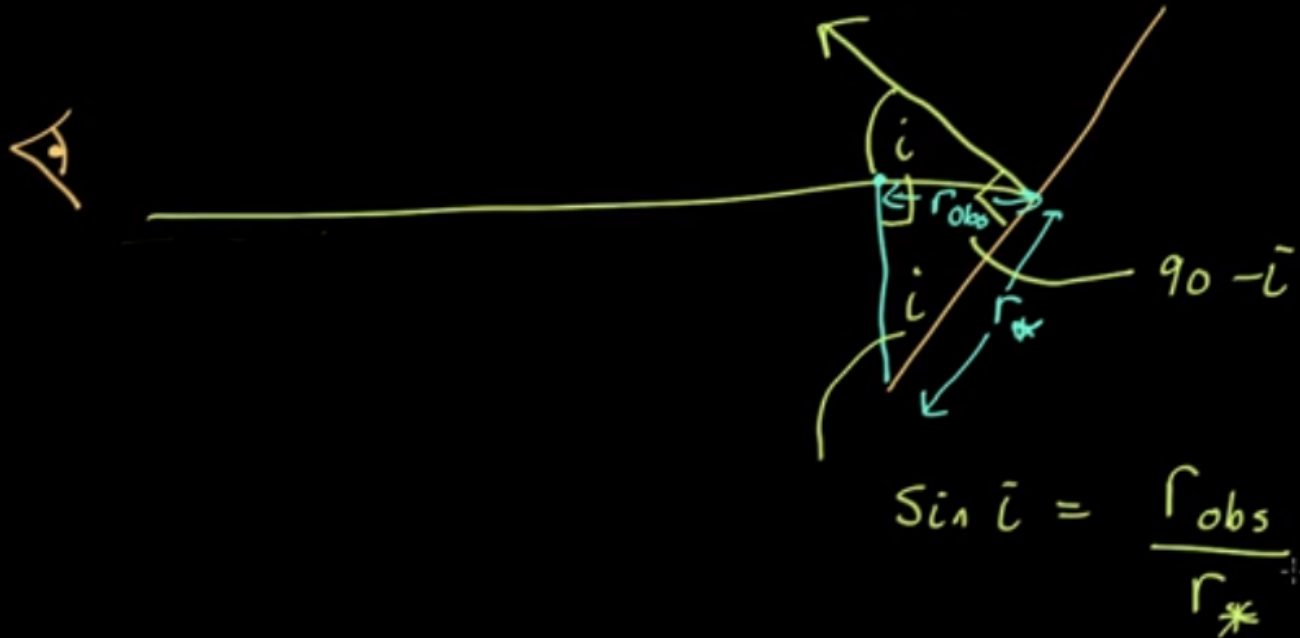
$$m_p = \frac{V_* m_* P}{2\pi r_p}$$

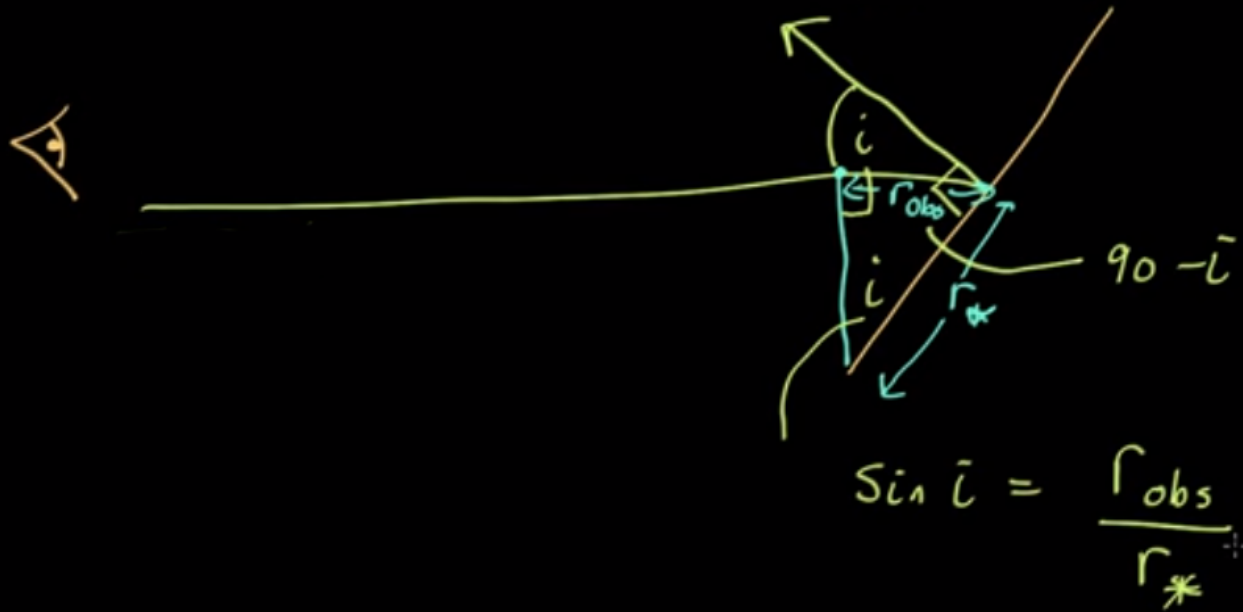
Burada r_p Kepler'in 3. yasası kullanılarak elde edilen çembersel bir yörünge için gezegenin yörünge büyüklüğünü veren yarıçapıdır. Yıldızın kütle merkezi etrafındaki hızı (V_*) ise yörüngenin çembersel ve yörünge eğim açısının $i = 90^\circ$ olduğu varsayımları altında yıldızın gözlemciye ne kadar yaklaşıp uzaklaştığının (r_*) belirlenmesiyle bulunabilir. Yıldızın dönem değişiminin genliği genellikle zaman biriminde verilir. Yıldızın kütle merkezi ile gözlemciye en yakın olduğu konum arasındaki zaman farkı (Δt) dönem değişiminin yarı genliği kadardır. Aradaki fark ışık hızının sonlu (c) olmasından kaynaklandığı için $r_* = c \Delta t$ kadardır. Buradan $V_* = (2\pi r_*) / P$ ile kolayca hesaplanabilir.

Burada dikkat edilmesi gereken nokta gerçekte gözlenen yörünge (r_{obs}) ile yıldızın ortak kütle merkezinin etrafındaki yörüngesinin (r_*) aynı olmak zorunda olmamasıdır.



r_{obs} , yörüngenin gözlemcinin bakış doğrultusundaki bileşenidir ve r_* 'a yörüngenin eğim açısı (yörünge düzleminin bakış doğrultusuna dik düzlemle yaptığı açı, i) ile bağlıdır.





Dolayısı ile kütle merkezi tanımından çekilen yıldızın yörünge büyüklüğünün (r_*) yerine gözlenen yörünge büyüklüğünün konması gereklidir.

$$r_* = \frac{m_p r_p}{m_*} \Rightarrow \frac{r_{obs}}{\sin i} = \frac{m_p r_p}{m_*}$$

Bu durumda bu ifadeden çekilen gezegenin kütlesi değil onun yörünge eğim açısının sinüsüyle çarpımıdır.

$$m_p \sin i = \frac{r_{obs} m_*}{r_p} \Rightarrow m_p \sin i = \frac{V_* m_*}{2\pi r_p} P$$

Bu nedenle bulabildiğiniz (ve kataloglardaki değerler) gezegen kütlesi değil, onun yörünge eğim açısının sinüsü ile çarpımıdır! Pulsar gezegenleri için yörünge eğim açısı dejenerasyonunu ortadan kaldırabilmenin bir yolu bulunmamaktadır. Yörünge eğim açısı 0 hariç (o vakit pulsar gözlemciye yaklaşıp uzaklaşmayacağı için dönme kaynaklı sinyalin dönemi değişmezdi) herhangi bir değer olabilir. Dolayısı ile bulunan kütle i 'ye bağlı olarak bir gezegen bileşeni ifade edebileceği gibi kahverengi cüce ($13 M_{jüp} < m_p < 80 M_{jüp}$) hatta bir yıldız bileşene de karşılık gelebilir ($M \geq 80 M_{jüp}$).

PSR B1257+12b

Wolszczan & Frail PSR B1257+12'nin zamanlama gözlemlerinden iki şeyi bulmuşlardı:

1. Pulsar sinyalinin ulaşma zamanının değişim dönemi : $P = 25.262 \pm 0.03$ gün
2. Değişimin yarı genliği: $A = 3.0 \pm 0.2 \mu\text{s}$ (Δt)

Nötron yıldızının ise kütlesini biliyorlardı. ($\sim 1.4 M_{\text{Güneş}}$)

$$r_p = \sqrt[3]{\frac{G m_* P^2}{4\pi^2}} \Rightarrow r_p [AB] = \sqrt[3]{m_* [M_{\text{güneş}}] (P [yıl])^2} = \sqrt[3]{1.4 \left(\frac{25.262}{365.25}\right)^2} AB \Rightarrow r_p \approx 0.1885 AB$$

Her şeyi Kepler'in 3. yasasında yerine koyunca $r_p = 2.8 \times 10^{10} \text{ m} \sim 0.1885 AB$ buldular.

Sinyalin değişim genliği de onlara yörünge tam kenarından baktıkları ($i = 90$) varsayımı altında, yıldızın yörünge büyüklüğünü verdi ($r_* = c \Delta t$)

$$r_* = (3 \times 10^{-6} \text{ s}) \times (3 \times 10^8 \text{ m/s}) = 900 \text{ m}$$

$$m_p \sin i = \frac{r_{\text{obs}} m_*}{r_p} \Rightarrow m_p \sin i = \frac{900 \times 1.4 \times 1.99 \times 10^{30}}{0.1885 \times 149.6 \times 10^9} \Rightarrow m_p \sin i = 8.89 \times 10^{22} \text{ kg} \approx 0.015 M_{\text{yer}}$$

$M_{\text{güneş}} = 1.99 \times 10^{30} \text{ kg}$, $M_{\text{yer}} = 5.972 \times 10^{24} \text{ kg}$ alınmıştır.

Biz basit hesabımızı radyo atımlarında en büyük genlikli ($A = 3.0 \pm 0.2 \mu\text{s}$) sinüse neden olan gezegen için yaptık ve elde ettiğimiz sonuç bir gezegen içindi. Ancak PSR1257 + 12'nin radyo atımlarının dönem değişimi 3 sinüsün üstüste bindiği daha karmaşık bir yapıydı. Bulduğumuz sinüsü çıkardıktan sonra kalana bir sinüs uyumlaması daha yapıp aynı hesapları tekrarlasaydık 2., onu da çıkardıktan sonra kalana bir sinüs uyumlaması yapsaydık 3. gezegenin parametrelerini de elde edebilirdik. 3. ve son sinüs de çıkarılınca veri üzerinde zamanla bir değişim kalmayacaktı. Yanda sistemdeki 3 gezegen (b, c ve d) için ayrı ayrı verilen parametreler bu şekilde hesaplanmıştır.

PSR-B1257+12 Sistemi *

Keşif	1992 - 1994
d^*	1630 ly
P_{rot}	6.22 ms
$M_{\text{b,c,d}}$	0.02, 4.3, 2.9 M_{yer}
$P_{\text{b,c,d}}$	25, 66, 98 gün
b,c,d	0.19, 0.36, 0.46 AB

Tüm veriler <http://exoplanet.eu> adresinden alınmıştır

Cevap Bekleyen Sorular...

Table 1

Wolszczan, 2012, NewAR, 56, 2

Observed and derived parameters of the PSR B1257+12 planets.

Parameter	Planet a	Planet b	Planet c
Projected semi-major axis, x (ms)	0.0030(1)	1.3106(1)	1.4134(2)
Eccentricity, e	0.0 (assumed)	0.0186(2)	0.0252(2)
Epoch of pericenter, T_p (MJD)	49765.1(2)	49768.1(1)	49766.5(1)
Orbital period, P_b (d)	25.262(3)	66.5419(1)	98.2114(2)
Longitude of pericenter, ω (deg)	0.0	250.4(6)	108.3(5)
Mass (M_\oplus)	0.020(2)	4.3(2)	3.9(2)
Inclination, solution 1, i (deg)	...	53(4)	47(3)
Inclination, solution 2, i (deg)	...	127(4)	133(3)
Planet semi-major axis, a_p (AU)	0.19	0.36	0.46

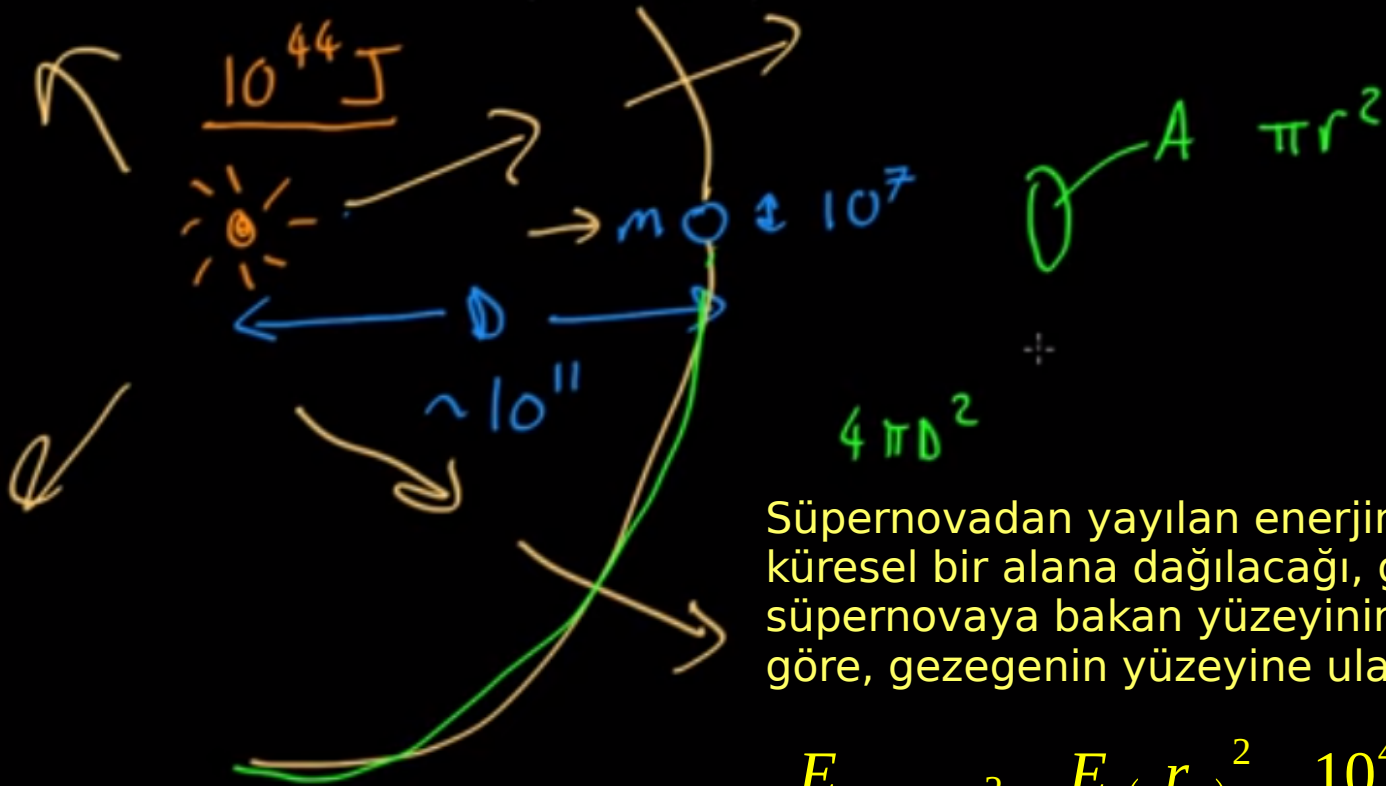
- 1.** Bu üç gezegen Nötron Yıldızı'nın oluşumuna neden olan süpernovadan nasıl kurtuldular?
- 2.** Neden yörüngeleri (neredeyse) çembersel?
- 3.** Milisaniye pulsarının bu kadar hızlı dönmesine neden olan bileşen nerede?

Teori 1: Nötron Yıldızına DönüŖen BaŖ BileŖenin Gezegenleri Süpernovadan KurtulmuŖ Olabilir mi?

- ✓ Bu nötron yıldızı bir milisaniye pulsarı olduğuna göre bir çift sistem içerisinde evrimi sırasında diğer bileŖenden kütle transferi sonucu hızlanmış olmalı. Yani sistemde iki yıldız bulunmalı. Bu da eğer gezegenler süpernovadan önce oluŖmuŖ iseler biraz uzakta olmalarını gerektirir. Aksi takdirde süpernova onları hızla sistemin dıŖına atar.
- ✓ Çift sistemdeki birinci bileŖen (sonunda nötron yıldızına dönüŖen) evriminin sonlarına doğru bir kırmızı dev yıldız haline gelmiŖ olmalı ki bu durum çevredeki gezegenleri “yutacak” kadar büyüdüğü anlamına gelir!
- ✓ Ve sonunda bu yıldız süpernova patlamasıyla tüm üst katmanlarını uzaya saçarken nasıl olur da çevresindeki gezegenler bu patlamadan “kurtulur”?

Bakalım bir süpernova çevredeki bir gezegene ne yapabilir?

Gezegeni yıldızdan $D = 10^{11}$ m uzaklıkta çembersel bir yörüngede dolanan $r = 10^7$ m yarıçaplı bir küre olarak düşünersek ve süpernova patlamasının da $E = 10^{44}$ J gibi bir toplam enerji ürettiğini varsayarsak, bulmamız gereken bu enerjinin kaçta kaçının gezegene ulaşacağı ve bu miktarın ona ne yapacağıdır!



Süpernovadan yayılan enerjinin D uzaklıkta $4\pi D^2$ 'lik küresel bir alana dağılacığı, gezegenin süpernovaya bakan yüzeyinin alanı πr^2 olduğuna göre, gezegenin yüzeyine ulaşan toplam enerji:

$$\frac{E}{4\pi D^2} \pi r^2 = \frac{E}{4} \left(\frac{r}{D}\right)^2 = \frac{10^{44}}{4} \left(\frac{10^7}{10^{11}}\right)^2 = \frac{1}{4} 10^{36} J$$

Bu kadar enerji bir gezegene ne yapabilir?

Gezegene isabet eden enerji büyük ama gezegen de büyük! Dünya'yı dikkate alırsanız 6×10^{24} kg! Pulsarların biraz daha ağır gezegenlere sahip olabileceğini düşünerek 2×10^{25} kg'lık bir gezegenden bahsediyor olduğumuzu düşünelim!

$$\begin{array}{l} M_{yer} \approx 6 \times 10^{24} \text{ kg} \\ M_p \approx 2 \times 10^{25} \text{ kg} \end{array} \quad \begin{array}{l} \text{Kütle başına} \\ \text{enerji} \end{array} \quad \frac{\frac{1}{4} 10^{36} \text{ J}}{2 \times 10^{25} \text{ kg}} = \frac{1}{8} 10^{11} \sim 10^{10} \text{ J/kg}$$

Şimdi bazı bastileştirmelerle bu kadar enerji örneğin birim kütlede bir **kayaya** ne yapar anlamaya çalışalım.

1. Kayanın erime sıcaklığının 1000 K olduğunu varsayalım.
2. Kayanın özgül ısı kapasitesinin 1000 J / kg K olduğunu varsayacak olursak **kayayı eritmek için** $1000 \times 1000 = 10^6$ J'e ihtiyaç duyulduğu sonucu çıkar!
3. Tabi kayayı bu sıcaklığa getirmemiz erimesi için yeterli değil bu faz değişikliği için kimyasal bağları da koparmamız lazım. Bunun için de 300 000 J/kg gerektiğini varsayalım. 2×10^{25} kg buz 2×10^{25} kg suya çevirmek için bu kadarlık bir enerjiye ihtiyaç duyarız.
4. Diyelim ki kaya 2000 K'de **kaynasın!** $2000 \times 1000 = 2 \times 10^6$ J de bunun için gerekli
5. Kayayı bu sıcaklığa getirdikten sonra bu kez fazını buhara dönüştürmek için 2×10^6 J'e ihtiyaç duyulur.

Bunların hepsini toplasak ($10^6 + 3 \times 10^5 + 2 \times 10^6 + 2 \times 10^6 = 5 \times 10^6$ J) bile süpernovadan gezegene gelen toplam enerji ($\sim 10^{10}$ J) çok daha büyüktür. Dolayısıyla elimizde kayayı buharlaştıracak kadar enerji mevcuttur! Bu yakınlıkta bir gezegenin olduğu yerde süpernovadan kurtulma şansı yoktur!

Soru: Bir asteroidin (küçük gezegen) Dünya'yla çarpışmak üzere olduğunu hayal edin! Asteroidi buharlaştırmak için lazer kullanmak gibi bir niyetiniz olsun. Asteroidin 100 kg'lık kütleyle 1000 J / kg K 'lik bir özgül ısı kapasitesine, -20 K 'lik sıcaklığa sahip olduğunu, 980 K 'de buharlaşacağını ve gelen tüm enerjiyi absorbe edeceğini (soğuracağını) varsayacak olursanız, niyetinizi gerçekleştirmek için ne kadar enerjiye ihtiyaç duyarsınız?

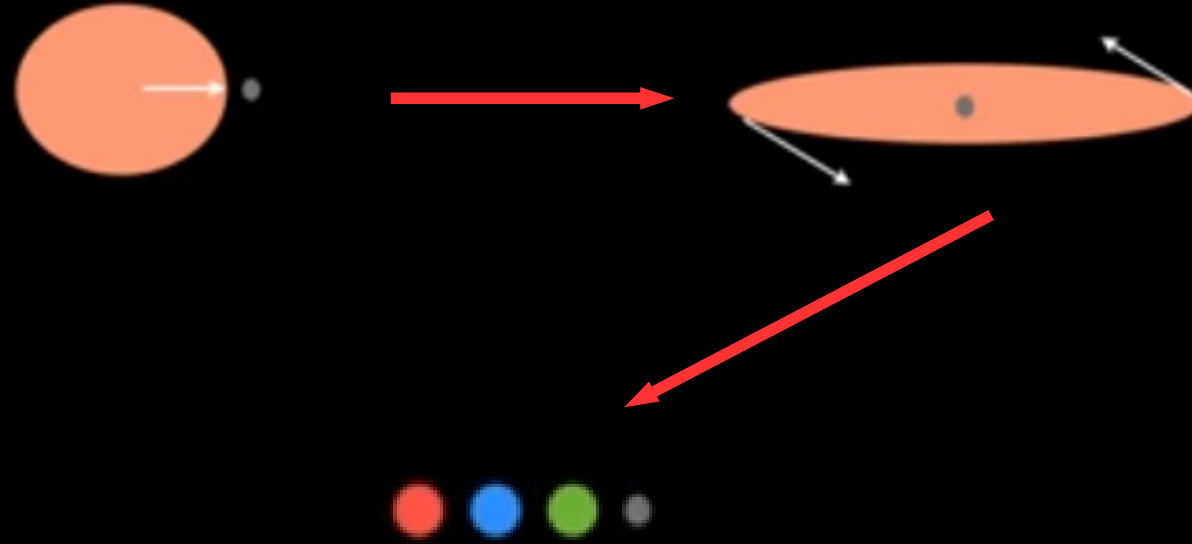
- a) 98000 J'den az
- b) 98000 J
- c) 98 milyon J
- d) 100 milyon J
- e) 100 milyon J'den fazla

Teori 1: Süpernovadan Kurtuluş YOK!

- ✓ Diyelim ki gezegenler süpernovadan kurtulmuş olsunlar. Ancak başlangıçta onları yörüngelerinde tutan $\sim 10 M_{\text{güneş}}$ 'lik yıldızın yerinde $\sim 1.5 M_{\text{güneş}}$ 'lik bir yıldız duruyor.
- ✓ Bu kadar küçük kütleli bir yıldızın etrafında gezegenlerin açısal momentumlarını korumaları için son derece yüksek hızlara ulaşmaları gerekir ki bu (hesap ederseniz!) kaçış hızlarından da fazla olabileceği için gezegenler merkezdeki yıldızdan kurtulabilirler bile! Kaçış hızlarına ulaşmasalar dahi bu gezegenlerin son derece büyük dışmerkezlilik ve yarı-büyük eksen uzunluğuna sahip yörüngelerde dolaşıyor olmalarını bekleriz! Oysa ki gözlenen bu değildir!
- ✓ Her ne kadar sistemde ikinci bir yıldız olduğunu (başka türlü nötron yıldızının dönme hızını bu kadar arttıramıyoruz!) varsaydıysak ve o yıldızın da bu yörüngeler üzerinde bir etkisi olacaksa da bu yıldızı da bir türlü göremiyoruz!

Açıklayamadığımız pek çok problemin bulunduğu bu senaryo akla yatkın değil!

Teori 2: Gezegenler “Göremediğimiz” İkinci Yıldızdan Oluşmuş Olabilir Mi?



- ✓ Bu teoriye göre evrimini tamamlayan baş bileşen nötron yıldızına dönüştükten sonra başlangıçta daha küçük kütleli olan bileşen de evriminin son aşamasında dev bir yıldız haline gelir, Roche şişimini doldurur ve nötron yıldızına madde aktarmaya başlar. Aktarılan madde nötron yıldızının etrafına bir birikim diski şeklinde sınırlıdır. Gezegenler yoldaş bileşenin maddesinden müteşekkil bu birikim diskinde oluşan “ikinci nesil gezegenler” dir. Birikim diski zamanla dağılıncaya bugün gözlediğimiz sistem ortaya çıkmış olabilir.
- ✓ Bu teori, ikinci yıldızın “gözlenemiyor” olmasını gayet iyi açıklıyor. Ama bunun için ikinci yıldızın kütlesi çok kritik, zira ikinci yıldız tamamen konvektif küçük kütleli bir yıldız olmazsa tüm kütle dağılıp, nötron yıldızı etrafında bir disk oluşturması mümkün olmaz. Dolayısı ile teori sınırlı sayıda ikinci yıldız senaryosu için geçerlidir!
- ✓ Olası bir diğer açıklama kütle transfer eden nötron yıldızının bu nedenle yaydığı X-ışınlarının ikinci yıldız sonunda patlatacak kadar yüksek şiddete ulaşabilmesine dayanır!

Teori 3: Thorne-Zytkow Cismi



1. Bu teoriye göre başlangıçta baş bileşen olan kütleli yıldız nötron yıldızına dönüştükten sonra ikinci yıldız ve sistemin etrafında dönen gezegenler açısal momentumun konumu gereği nötron yıldızına yaklaşırlar.

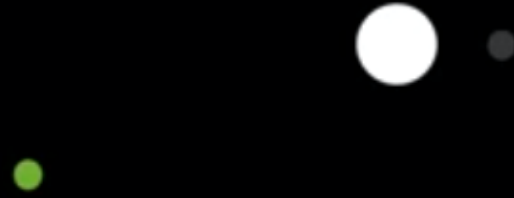
2. Yoldaş bileşen de zamanla evrimleşip birbirlerine yaklaşmakta olan nötron yıldızı ve gezegenleri çepeçevre sarar ve maddesinin bir kısmını bu sisteme aktarır. Kalan madde zamanla uzaklaşır ve bugün gördüğümüz sistem oluşur.

Pulsar Gezegenleri Örnek - 1

B1620-26b



M4 Küresel Kümesi

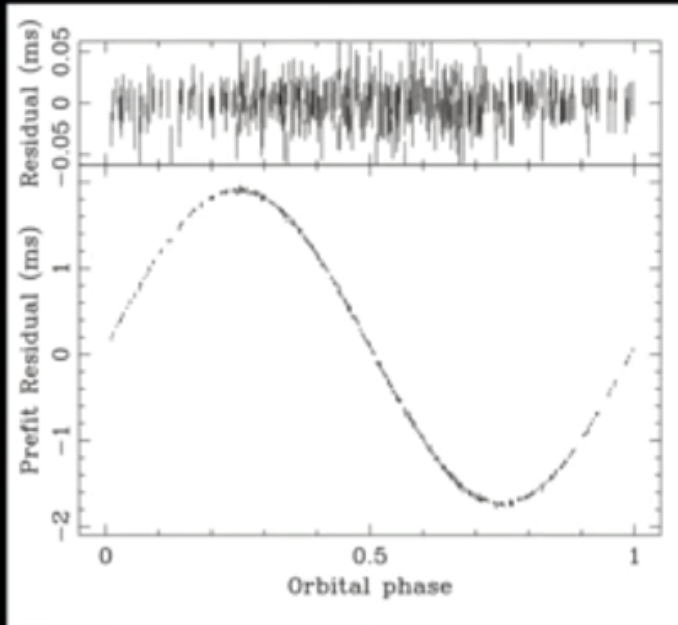


Bir nötron yıldızı ve bir beyaz cüce çiftinin
etrafında bir gezegen: B1620-26b

Pulsar Gezegenleri Örnek - 2

J1719-1438

J1719-1438



Bailes et al 2011, Science, 333, 1717

Yörünge analizi, nötron yıldızının çok yakınında 2 saat yörünge dönemi ve Jüpiter kütlesinde bir gezegen olduğunu gösteriyor ancak bu kadar yakında tedirginlik kuvvetleri böyle büyük bir cisim parçalar!

Bu kütleli kararlı kalması ancak küçük bir hacme sıkışmasıyla mümkün. Bu bir **elmas gezegen** olabilir mi? (Bu soruya zaman içinde yapılan çalışmalar "Hayır!" cevabını vermiştir!)

Kaynaklar

- ✓ Bailes, M., Bates, S. D.; Bhalerao, V., vd., 2011, "Transformation of a Star into a Planet in a Millisecond Pulsar Binary", *Science*, 333, 1717
- ✓ Beuermann, K. vd, 2010, "Two planets orbiting the recently formed post-common envelope binary NN Serpentis", *Astronomy & Astrophysics*, 521L, 60
- ✓ Deeg, H.J., vd., 2008, "Extrasolar planet detection by binary stellar eclipse timing: evidence for a third body around CM Draconis", *Astronomy & Astrophysics*, 480, 563
- ✓ Doyle, L.R., vd., 2011, "Kepler-16: A Transiting Circumbinary Planet", *Science*, 333, 1602
- ✓ Golovin, A.V., Pavlenko, E.P., 2005, "On The question of the Behavior of O-C Residuals of the Active Algol-Like Binary RZ Cassiopeiae", *he Journal of the American Association of Variable Star Observers*, 34, 46
- ✓ Hinse, T.C., vd., 2014, "Revisiting the proposed circumbinary multiplanet system NSVS 14256825", *Monthly Notices of The Royal Astronomical Society*, 438, 307
- ✓ Horner, J., vd., 2012, "A dynamical analysis of the proposed circumbinary HW Virginis planetary system", *Monthly Notices of The Royal Astronomical Society*, 427, 2812
- ✓ Lee, J.-W., vd., 2009, "The ddb+M Eclipsing System HW Virginis And Its Circumbinary Planets", *The Astronomical Journal*, 137, 3181
- ✓ Mazeh, T., vd. 2013, "Transit Timing Observations from Kepler. VIII. Catalog of Transit Timing Measurements of the First Twelve Quarters", *The Astrophysical Journal Supplement*, 208, 16
- ✓ Nesvorný, D., vd., 2013, "KOI-142, The King of Transit Variations, is a Pair of Planets near the 2:1 Resonance", *The Astrophysical Journal*, 777, 3
- ✓ Sigurdsson, S., Thorsett, S. E., 2005, "Update on Pulsar B1620-26 in M4: Observations, Models, and Implications", *Binary Radio Pulsars, ASP Conference Series*, Vol. 328, p213
- ✓ Steffen, J.H., vd., 2011, "The architecture of the hierarchical triple star KOI 928 from eclipse timing variations seen in Kepler photometry", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 417, 31
- ✓ Silvotti, R., vd., 2007, "A giant planet orbiting the 'extreme horizontal branch' star V 391 Pegasi", *Nature*, 449, 189-191
- ✓ Wolf, M., Zejda, M., 2005, "Apsidal motion in southern eccentric eclipsing binaries: V539 Ara, GG Lup, V526 Sgr and AO Vel", *Astronomy and Astrophysics*, 437, 545
- ✓ Wolszczan, A., Frail, D. A., 1992, "A planetary system around the millisecond pulsar PSR1257 + 12", *Nature*, 355, 145-147
- ✓ Wolszczan, A., 2008, "Fifteen years of the neutron star planet research", *Physica Scripta*, Volume 130, Issue , id. 014005