

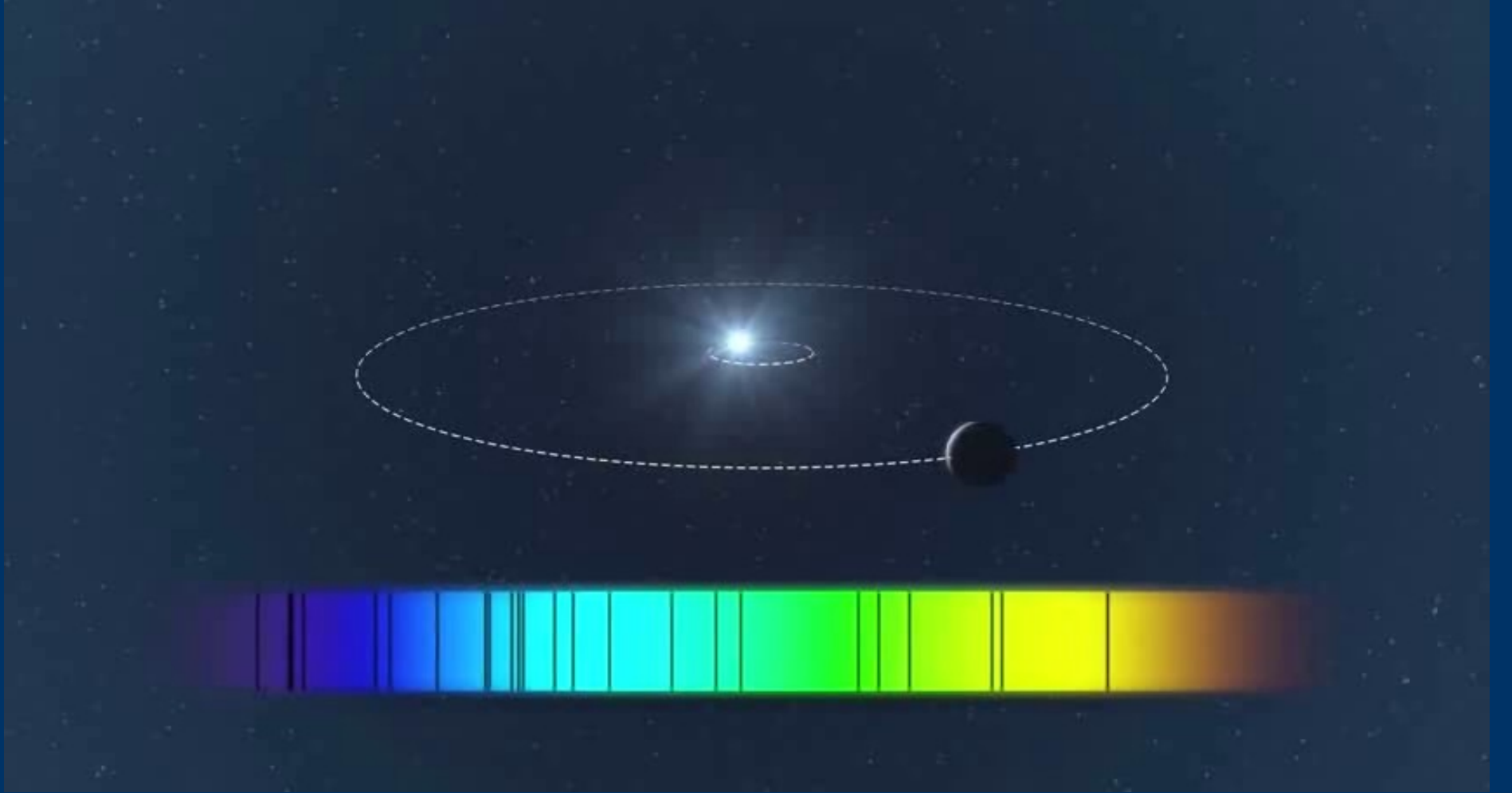


AST413

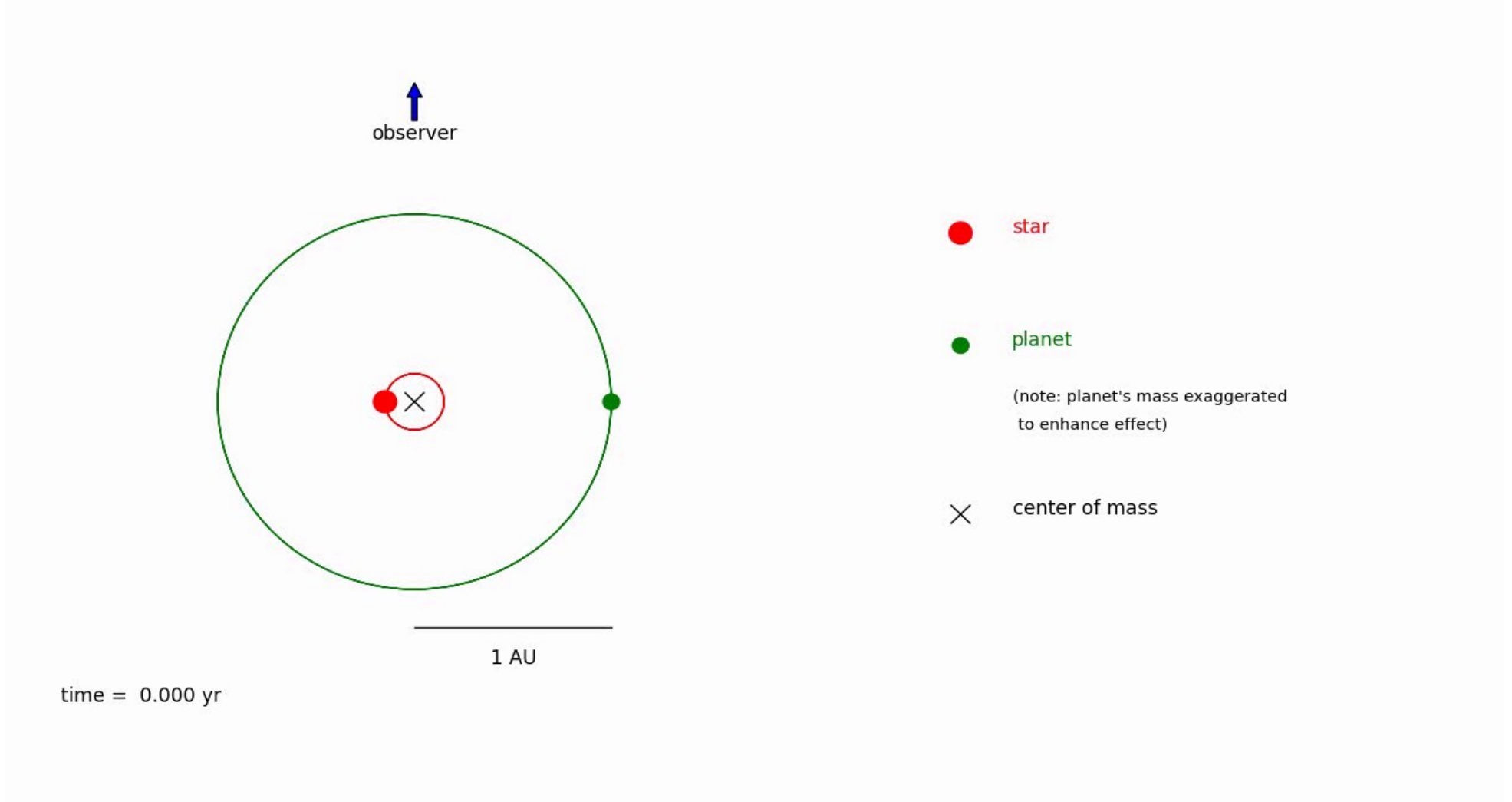
Gezegen Sistemleri
ve Oluşumu

Ders 3 : Dikine Hız Yöntemi

Dikine Hız Yöntemi



Dikine Hız Yöntemi, olası bir gezegenle ortak kütle merkezi etrafında yörünge hareketi yapan bir yıldızın bu yörünge hareketi sırasında gözlemciye yaklaşıp uzaklaşmasını, tayfındaki çizgilerin dönemli olarak maviye ve kırmızıya kaymalarından belirlemeye dayanır.



Gezegeni gözlemenin imkanını bulunmadığı bu yöntemde gözlenen yıldızın ortak kütle merkezi etrafındaki yörüngesi gözlemcinin bakış doğrultusuna dik doğrultaki düzlemde değilse ($i \neq 0$) yıldız gözlemciye yaklaşır ve uzaklaşır. Buna bağlı olarak dikine hızı değişir. Dikine hızının değişim dönemi ve şeklinden yörüngesinin parametreleri (yörünge büyüklüğü ve dış merkezliliği) belirlenebilir.

Yıldızın Gezegenle Ortak Kütle Merkezi Etrafındaki Hareketini Gökyüzündeki Konum Değişiminden Belirleyebilir Miyiz?

Örnek olarak iki gezegenli bir sistemi ele alalım. Kepler'in 3. Yasası'nı yazıp m_* kütleli yıldızın m_p kütleli gezegenle ortak kütle merkezi etrafındaki hareketi sırasında ortak kütle merkezinden en fazla ne kadar uzaklaşacağını (r_p) bulalım.

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

Yıldızın kütlesini $1 M_{\text{güneş}}$, gezegenin kütlesini $1 M_{\text{jüp}}$, yörünge dönemi ~ 11.78 yıl alınırsa aralarındaki uzaklık ~ 5 AB bulunur.

Yıldızın ortak kütle merkezine olan uzaklığını (r_*), $m_* \gg m_p$ varsayarak $m_* r_* = m_p r_p$ yaklaşımıyla $r_* = (m_p / m_*) r_p$ şeklinde hesaplayabiliriz. Jüpiter kütlesini büyüklüğünden dolayı ihmal etmez ve ifadeyi görelî yörünge için yazarsak bu uzaklık aşağıdaki şekilde bulunabilir!

$$r_* = \frac{r_p}{1 + \frac{m_*}{m_p}} \approx 7.8 \times 10^8 m$$

Yıldızın Bu Hareketini Gökyüzündeki Konum Değişiminden Belirleyebilir Miyiz?

Bize en yakın yıldız olan Proxima'nın uzaklığı yaklaşık 4.3×10^{16} m'dir. Yakın bir yıldız için (10 ışık yılı) tipik uzaklığı 10^{17} m alabiliriz. Güneş'in Jüpiter'le ortak kütle merkezinden uzaklığının 7.8×10^8 m olduğunu düşünerek yıldızın ortak kütle merkezinden uzaklığını da 7.8×10^8 m alırsak; küçük açı yaklaşımı altında,

$$\tan \theta = \frac{r_*}{D} \Rightarrow \theta [rad.] \approx \frac{7.8 \times 10^8 m}{10^{17} m} \Rightarrow \theta [yaysn] = 10^{-8} \times \left(\frac{180}{\pi} \times 60 \times 60 \right) \approx 0.0016 yaysn.$$

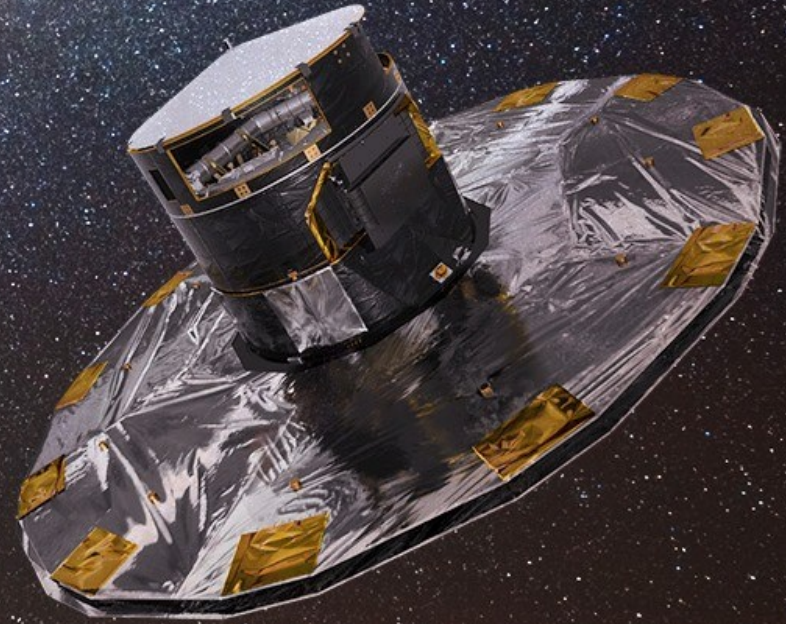
Yıldızın ortak kütle merkezinden en fazla 0".0016 uzaklaştığını yerden gözleyebiliriz. Gökyüzündeki bu kadar küçük bir konum değişimini,

1. Teleskoplarımızın yetersiz olması,
2. Teleskoplarımızdaki optik elemanların hizalanmasındaki küçük problemler,
3. "Kırınım" nedeniyle görüntülerin "flulaşması!"
4. Yer atmosferinin yıldız ışığına bozucu etkisi,
5. Dedektörümüzün farklı bölgelerine (piksellerine) fotonların aynı anda ulaşmayıp, rastgele gelmesi (Poisson gürültüsü)
6. Parlak yıldızlar için konum ölçümleri yaparken yakında referans alabileceğimiz parlak yıldızların bulunmaması!

nedenleriyle ölçmemiz oldukça güçtür. Üstelik bu hareketin dönemi (örneğimizde 11.78 yıl) uzunsa bu zaman boyunca teleskop ve dedektör düzeneğinde gerçekleşecek her türlü değişim de ölçümleri ayrıca etkiler!

Gaia Uzay Teleskobu

- ✓ 19 Aralık 2013 tarihinde Soyuz ST-B/Fregat-MT roketiyle Gine'deki uzay üssünden uzaya gönderildi.
- ✓ Dünya'ya en çok 263 bin km yaklaşıp (enberi), en çok 707 bin km uzaklaştığı (enöte) eliptik bir yörüngede 180 günde bir dolanmaktadır.
- ✓ 1.45 m ve 0.5 m birincil ayna çaplı iki teleskop 106 adet CCD kamera üzerine aralarında 106° bulunan 0.85×0.66 $^\circ$ 'lik bir alanın görüntüsünü düşürmektedir.
- ✓ Ulaşabildiği astrometrik hassasiyet G2V tayf türünden $3^m < V < 12^m$ yıldızlar için 5 ile 16 mikroyansaniyesi arasındadır.
- ✓ Örneğimiz için Jüpiter nedeniyle Güneş'in ortak kütle merkezi etrafındaki hareketinin 10 ışık yılı uzaklıktan gökyüzündeki karşılığı $0.0016 \sim 1.6$ miliyansaniyesidir.
- ✓ Gaia astrometrik duyarlılığı sayesinde Jüpiter benzeri bir gezegeni 10 ışık yılı uzaklıktan keşfetmemizi kolaylıkla sağlayabilir!



Yıldızın Bu Hareketini Dikine Hız Değişiminden Belirleyebilir Miyiz?

Yine Güneş'in Jüpiter'le ortak kütle merkezi örneğinden hareketle yıldızın hareketinin tamamının bakış doğrultumuz düzleminde gerçekleştiğini ($i = 90^\circ$) varsayalım. Yıldızın Jüpiter ile ortak kütle merkezi etrafındaki yörüngesini çembersel varsayarak yarıçapını 7.8×10^8 m, yörünge dönemini de 11.78 yıl alalım.

$$V_* = \frac{2\pi r_*}{P} \Rightarrow V_* = \frac{2\pi(7.8 \times 10^8 \text{ m})}{11.78 [\text{yıl}] \times 365.25 [\text{gün/yıl}] \times 86400 [\text{s/gün}]} \Rightarrow V_* \approx 13 \text{ m/s}$$

Yıldızın dikine hızını verecek tayf gözlemlerini de görsel pencerede ($\lambda = 500$ nm) yapıyor olalım.

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{V_r}{c} \Rightarrow \frac{\Delta\lambda}{500 \text{ nm}} = \frac{13 \text{ m/s}}{3 \times 10^8 \text{ m/s}} \Rightarrow \Delta\lambda \approx 2.2 \times 10^{-5} \text{ nm}$$

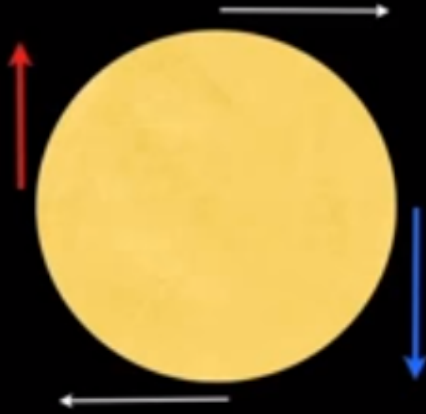
Görüldüğü gibi ölçmemiz gereken değişim miktarı yine çok küçüktür. Bu miktarı bir spektrografın çözünürlüğü cinsinden değerlendirecek olursak;

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} = \frac{500 \text{ nm}}{2.2 \times 10^{-5} \text{ nm}} \Rightarrow R \sim 25 \text{ milyon}$$

Bugüne kadar bu çözünürlükte bir tayfçeker yapılabilmiş değildir!

Tayf Çizgilerinin Dönme İle Genişlemesi

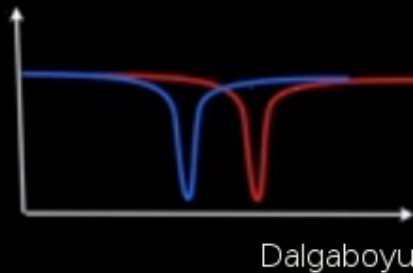
Bir yıldız nokta kaynak olarak gözleendiğinden tayfsal çizgileri yıldızın dönmesine bağı olarak genişler. Dönme sırasında yıldızın gözlemciye yaklaşan tarafındaki parçacıkların oluşumuna katkıda bulunduğu çizgiler maviye kayarken, uzaklaşan taraftakiler kırmızıya kayar. Nokta kaynaktan alınan tayf tüm disk üzerinden integre bir tayf olduğundan gözlenen söz konusu tayfsal çizgilerin genişlemesidir.



Güneş'in dönme hızı 2 km/s alınır, Dönme ekseninin gözlemcinin bakış doğrultusuna dik olduğu varsayılacak olursa;

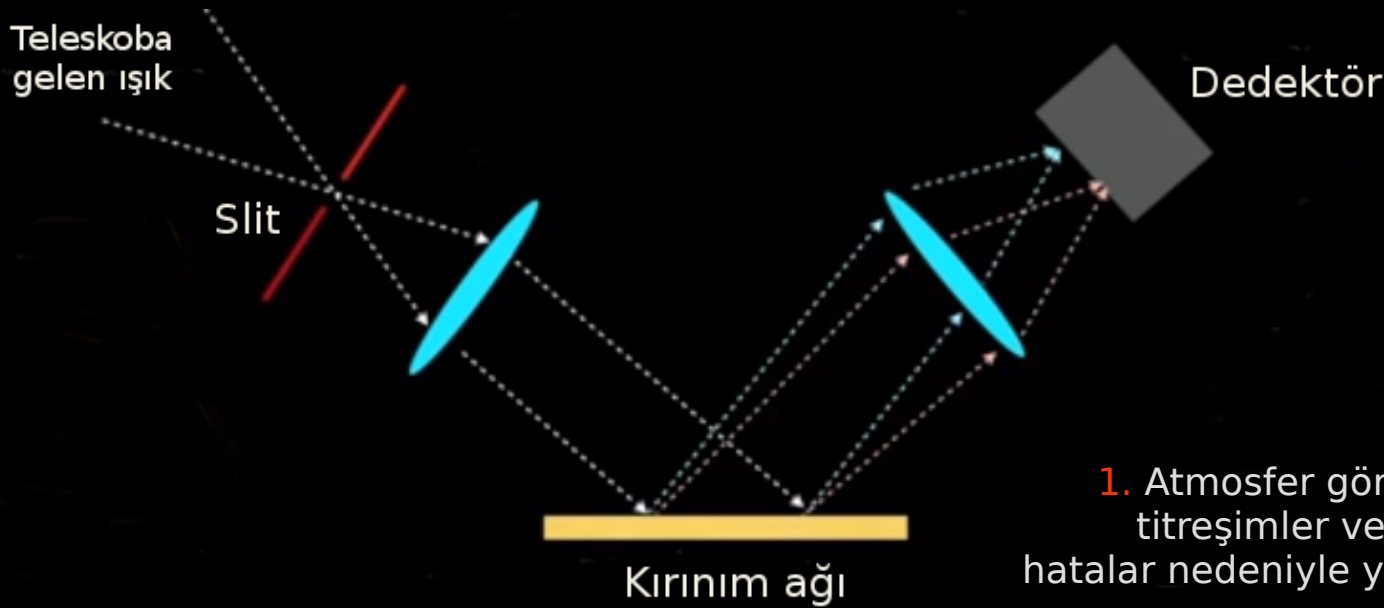
$$\frac{\Delta \lambda}{\lambda} = \frac{V_r}{c}$$

$$\Delta \lambda = \frac{2 \text{ km/s}}{3 \times 10^5 \text{ km/s}} \times 500 \text{ nm} \sim 3 \times 10^{-3} \text{ nm}$$



Sonuç olarak dönme kaynaklı genişleme bile aradığımız kayma miktarının 100 katı kadardır!

Ölçümdeki Avantaj ve Dezavantajlarımız



Avantajlar:

1. Dalgaboyu bilinen çizgilere sahip referans kaynaklar (lambalar) kullanarak "dalgaboyu kalibrasyonunu" (dedektörün neresine hangi dalgaboyunun denk geldiğini belirleme işi) çok hassas yapabiliriz.

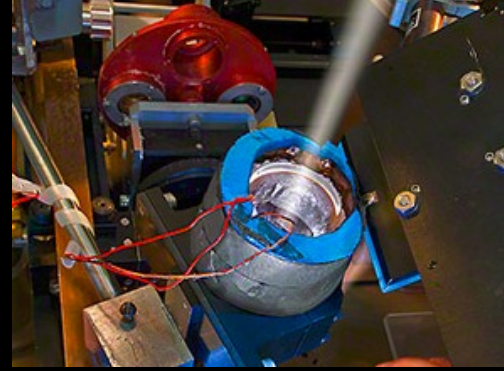
2. Pek çok tayf çizgisinden yapılan ölçümlerin "ortalamasını" alarak hassasiyeti arttırabiliriz.

Sonuç olarak gezegen kütleleri dahilindeki bir cismin neden olacağı dikine hızı gözlemek için gerekli hassasiyete ulaşabiliriz!

Dezavantajlar

1. Atmosfer görüntüyü sürekli "titreştirir". Bu titreşimler ve teleskobun takibindeki küçük hatalar nedeniyle yıldız ışığı slite (yarık) hep aynı konumdan gelmeyebilir.
2. Tayfçekerin olduğu odadaki boyanın neden olabileceği ışığa dahi gözlemi etkileyebilir.
3. Teleskobun aynasının geometrisi sıcaklık ve pozisyon farklılıkları nedeniyle değişir.
4. Sıcaklığın ve atmosferik basıncın değişimi havanın kırılma indisini değiştireceğinden gözlemleri etkiler.
5. Yıldız kaynaklı değişimler, gezegen kaynaklı Doppler kaymasının algılanmasını güçleştirebilir.

Dikine Hız Yönteminde Kullanılan Teknolojiler



I₂ gaz hücresi



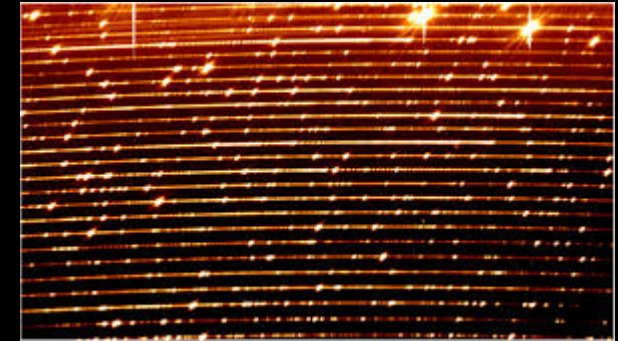
Işğın fiber kablolarla tayfçekere taşınması



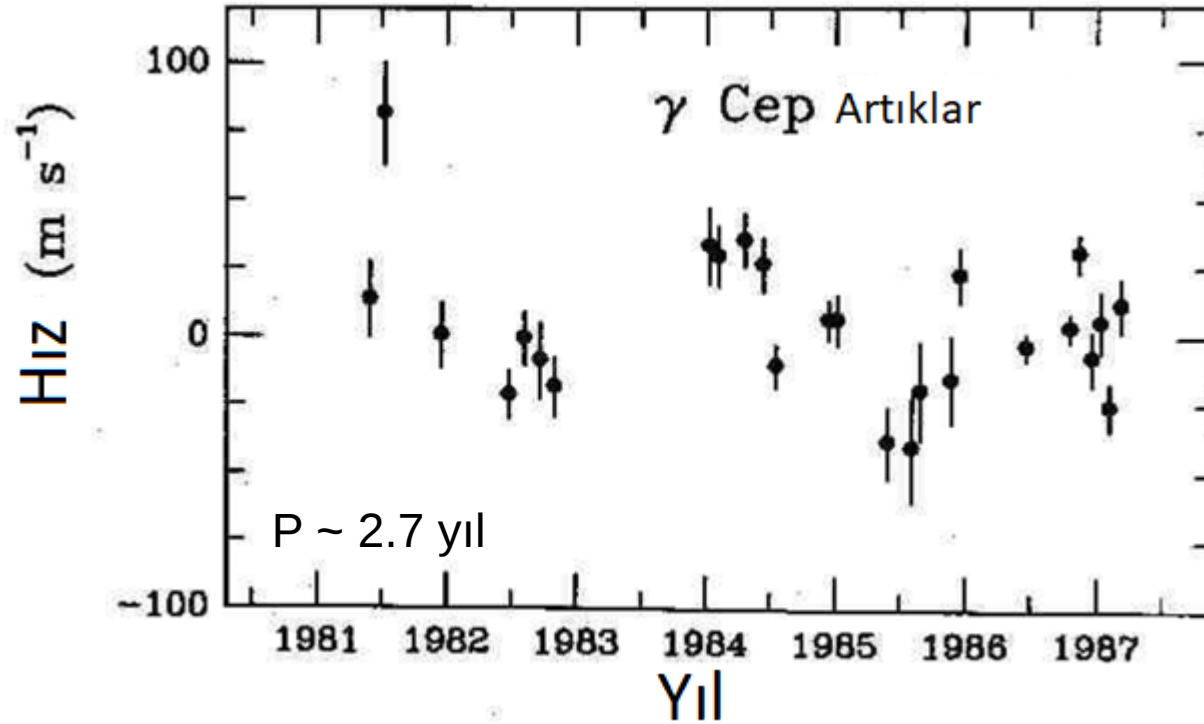
Vakuma alınmış sıcaklık ($\Delta T = 0.01$ K) ve basınç ($\Delta p = 0.01$ mBar) açısından son derece kararlı bir tayfçeker ESO, La Silla / Şili, 3.6 metrelik teleskop ve HARPS tayfçekeri



Dalgaboyu kalibrasyonu için güvenilir referanslar: Tayfı iyi bilinen sıcak gazla dolu lambaların eş zamanlı gözlemleri.



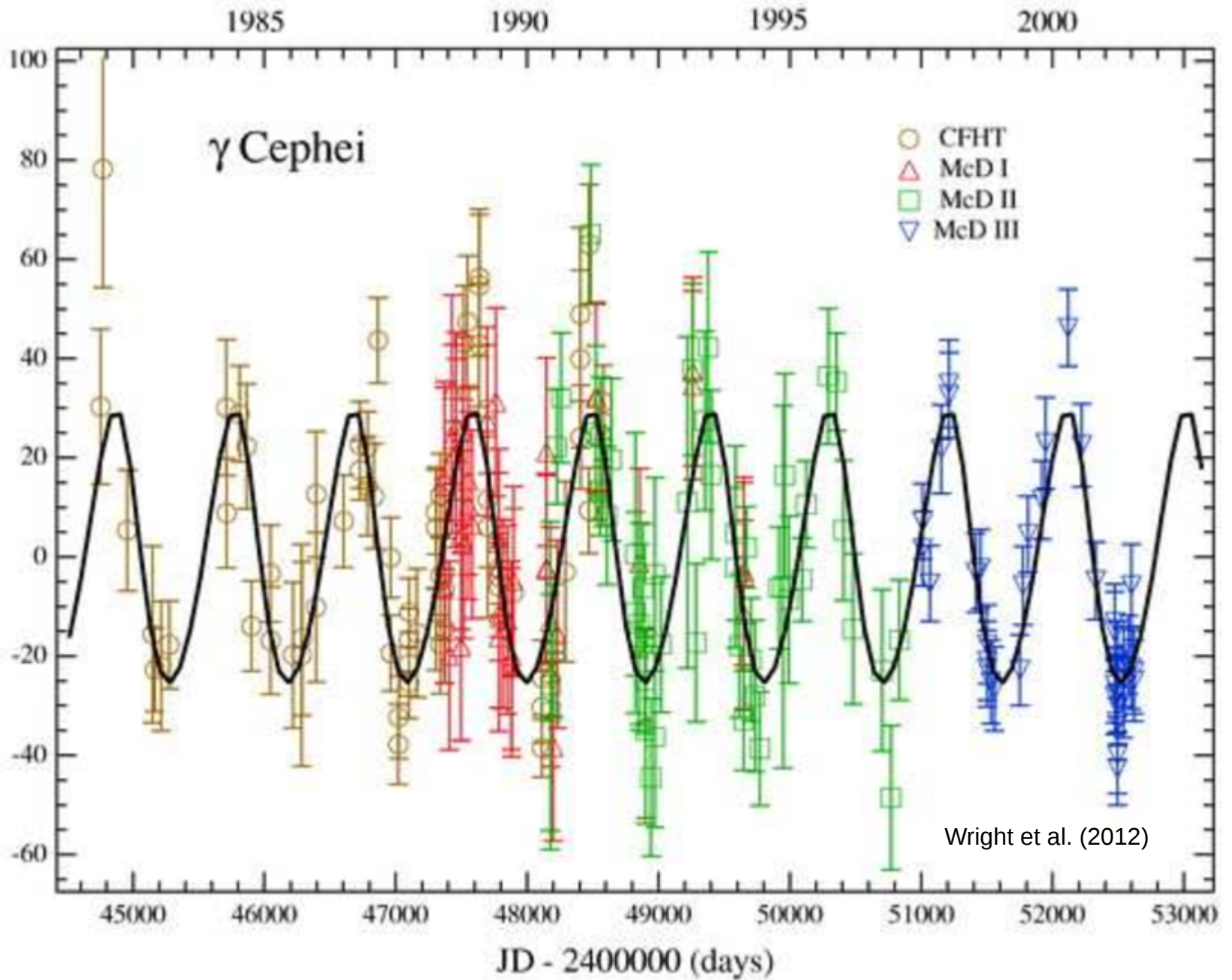
İlk çalışmalar: γ Cep A b (Campbell vd. (1988))



Yıldız ışığının içinden geçirilerek HF çizgilerinin yıldız tayfı üzerine "binmesiyle" 15 - 20 m/s hassasiyete ulaşılmasını sağlayan, tayfçekerin hemen önüne yerleştirilen HF gaz hücresi.

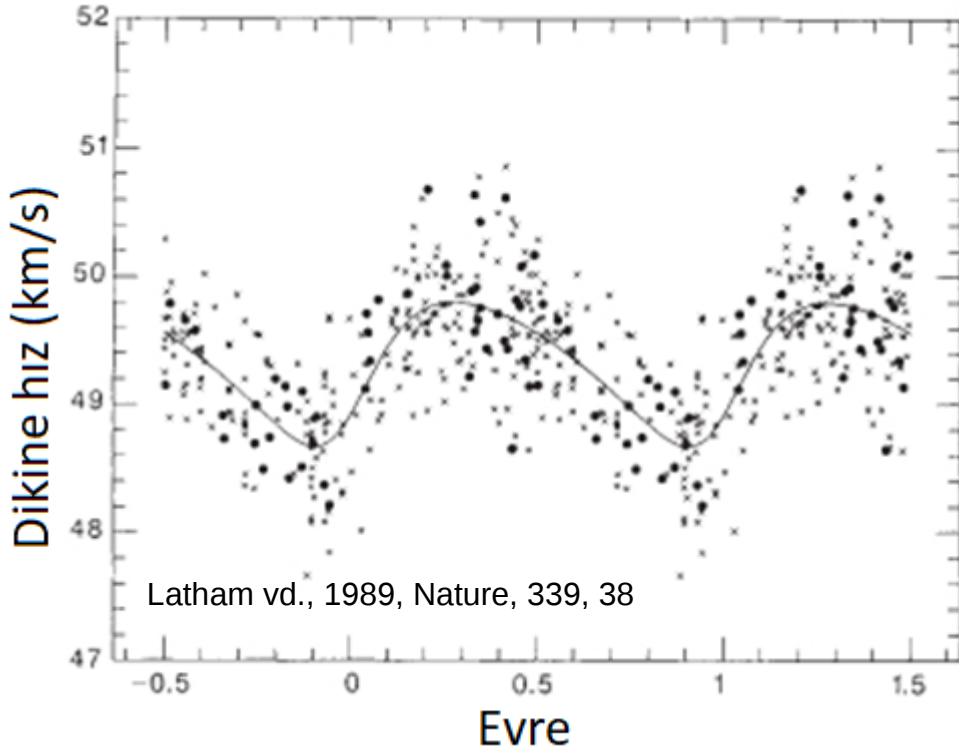
Campbell vd. tarafından 1980'lerin ortalarında seçilmiş 20 yıldızın etrafında olası yıldızaltı cisimlerin dikine hız yöntemiyle arandığı çalışmada, γ Cep çift sisteminin baş bileşeninin (A) çift yıldız yörünge hareketinden kaynaklanan dikine hızından kalan artıklarda anlamlı bir dönemlilik ($P \sim 2.7$ yıl) gösteren ~ 100 m/s genlikli bir sinyale rastlandı. Hatzes vd. (2003) $P \sim 2.5$ yıl dönemli bu dikine hız değişiminin gerçek olduğunu; başlangıçta bulunduğu düşünülen aktivite kaynaklı ~ 2.7 yıl dönemli bir değişimin ise bulunmadığını göstererek, değişimin $m \sin i = 1.7 M_{\text{jup}}$ kütleli bir cisimden kaynaklandığını ortaya koydular. O gün gezegen kaynaklı olduğundan şüphelenilen ancak kuvvetli bir şekilde doğası dillendirilemeyen bu değişimin bugün gezegen kütle limitleri dahilinde bir gezegen kaynaklı olduğu değerlendirilmektedir.

Görelî hız (metre/saniye)



Barınak yıldızın gezegen kaynaklı hareketini doğrulamak için yapılan ek dikine hız gözlemleri. İlk veri Campbell vd., doğrulama verisi ve grafik Hatzes vd. (2003)'ten alınmıştır.

HD 114762 B (Latham vd. (1989))



Prof. David Latham



Prof. Tsevi Mazeh

m sini $\sim 11 M_{\text{jüpiter}}$ olduğu halde
gezegen olarak kabul görmemiştir!
Bugün bu cisim kataloglarda gezegen
olarak yerini almıştır!

Latham ve Mazeh önderliğinde Harvard CfA Smithsonian gözlemevinin Doppler Speedometer (DPS) tayçekeri kullanılarak 30 yıldız etrafında yapılan dikine hız araştırmasında rastlanan bu “yıldızaltı” cisim ile ilgili

Problemler:

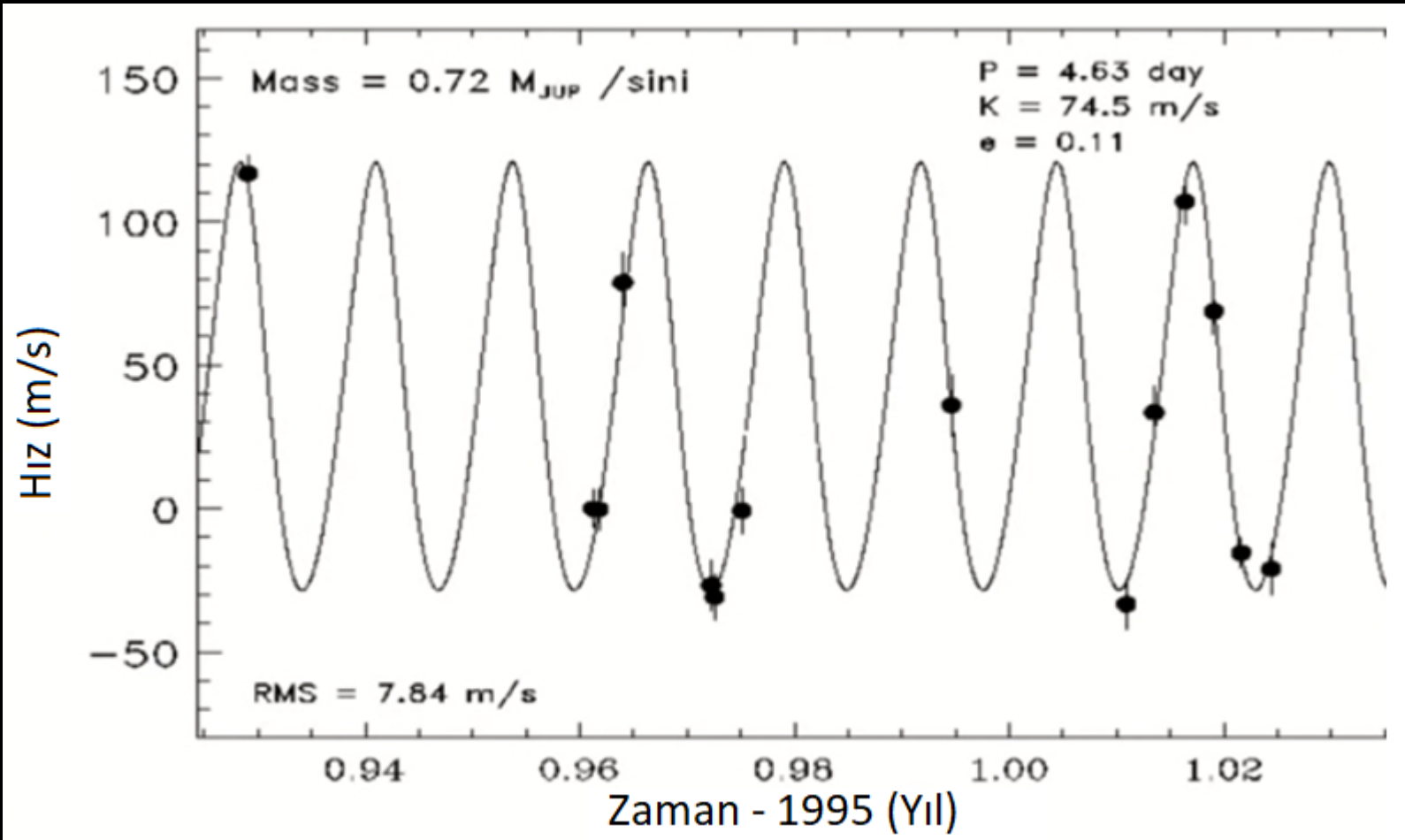
1. Yörünge eğim açısını 90° aldığımız halde kütle gezegen limitine yakın ($M_{\text{limit}} \sim 13 M_{\text{jüpiter}}$)
2. Dışmerkezlilik Güneş Sistemi gezegenlerinde gördüğümüzden fazlasıyla yüksek.
3. Yıldız F9 tayf türünden olduğu halde dönmeye bağlı genişlemeyi görmüyoruz. Acaba dönme ekseninin kutbuna doğru bakıyor olabilir miyiz? Bu durumda gezegenin buna dik bir yörüngede dolaşması beklenmez.

Yörünge çözümü

	CfA	CORAVEL	Kombine
Periyot (gün)	84.03 ± 0.14	83.91 ± 0.09	84.05 ± 0.08
Sistemin dikine hızı			
γ (km s^{-1})	49.31 ± 0.03	49.39 ± 0.06	49.35 ± 0.04
Dikine hız yarı genliği			
K (km s^{-1})	0.55 ± 0.04	0.75 ± 0.12	0.57 ± 0.04
Eksantrite, e	0.26 ± 0.07	0.30 ± 0.15	0.25 ± 0.06
Enberinin boylamı			
ω ($^\circ$)	237 ± 11	280 ± 16	235 ± 10
Epok, T			
(Jülyen günü - 2440000)	$5,029 \pm 5$	$5,033 \pm 4$	$5,027 \pm 4$
Kütle fonksiyonu	1.3 ± 0.3	3.1 ± 1.5	1.4 ± 0.3
Gözlem sayısı	230	50	280
r.m.s. artıklar (km/s)	0.42	0.39	0.42

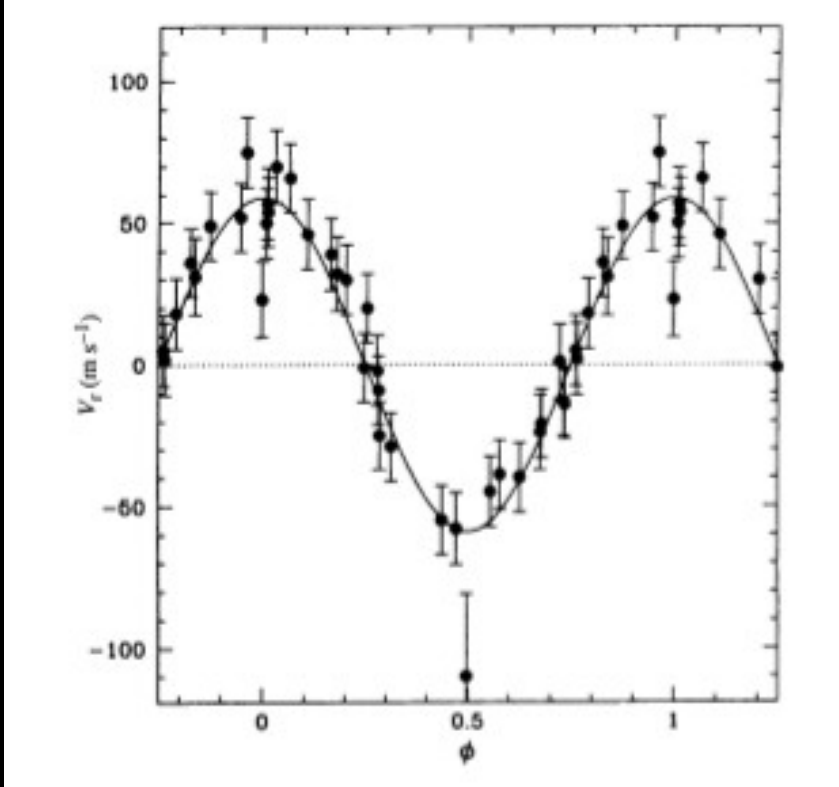


Güneş-benzeri bir yıldızın etrafında ilk keşif: 51 Pegasi



51 Pegasi

Biraz daha veri topladıktan sonra..

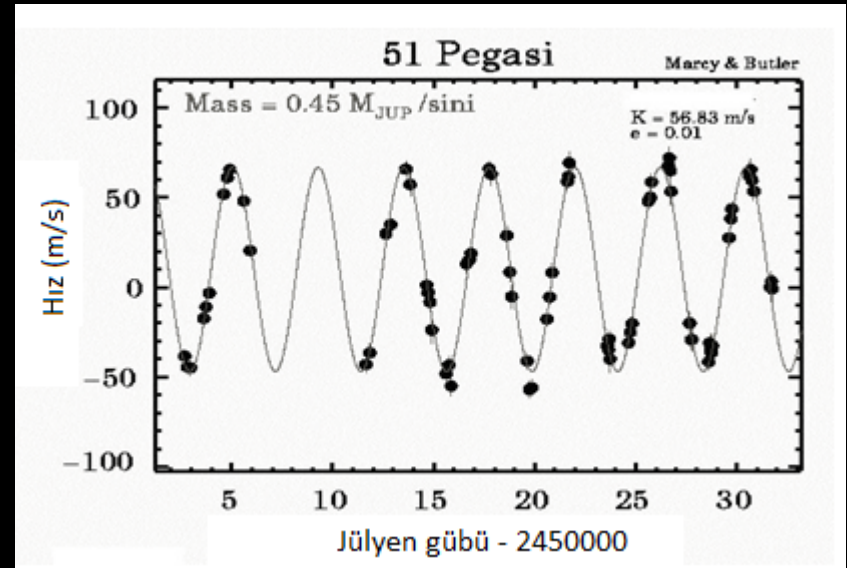


Mayor & Queloz, 1995, Nature, 378, 355

51 Peg'in yörünge parametreleri	
P	4.2293 ± 0.0011 d
T	$2,449,797.773 \pm 0.036$
e	0 (fixed)
K_1	0.059 ± 0.003 km s^{-1}
$a_1 \sin i$	$(34 \pm 2) 10^5$ m
$f_1(m)$	$(0.91 \pm 0.15) 10^{-10} M_{\odot}$
N	35 measurements
(O-C)	13 m s^{-1}

Mayor & Queloz, 1995, Nature, 378, 355

$$m_p \sin i = 0.47 (+/- 0.02) M_{\text{Jupiter}}$$



Marcy & Butler 1996

Iyodin hücresiyle gözlemler
Doğrulama!

THE NOBEL PRIZE IN PHYSICS 2019

Illustrations: Niklas Elmehed



James
Peebles

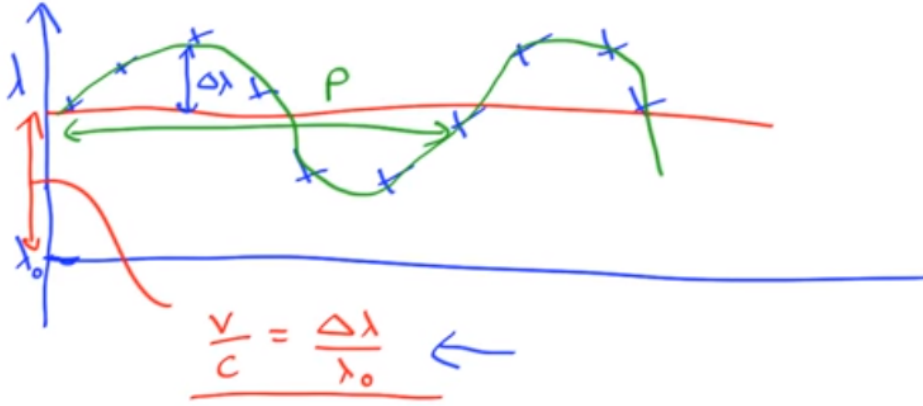
“for theoretical
discoveries
in physical
cosmology”

Michel
Mayor

“for the discovery of an exoplanet
orbiting a solar-type star”

Didier
Queloz

Tekrarlayalım...



Yandaki şekilde herhangi bir tayfsal çizginin (ya da çizgilerin bir ortalamasının) zamanla nasıl değiştiği görülüyor. Mavi x işareti ile gösterilen her bir tayftan ölçülen ilgili çizginin dalgaboyunun (λ) laboratuvar dalgaboyuna (λ_0) olan uzaklığıdır ($\lambda - \lambda_0$). Görüldüğü gibi yıldızın yörünge hareketi nedeniyle düzenli değişen bu niceliğin yarı-genliği ($\Delta\lambda$) Doppler formülü kullanılarak kolaylıkla dikine hıza dönüştürülebilir (V_r). Çoğu zaman bu değişim $\Delta\lambda$ cinsinden verilmek yerine Doppler formülüyle dikine hıza dönüştürülerek V_r cinsinden verilir.

Varsayımlar:

1. Yörüngelerin çembersel ($e = 0$),
2. Yıldızın kütlesin gezegeninkine göre çok büyük ($M_* \gg M_p$),
3. Yıldızın kütle merkezine uzaklığı gezegeninkine ($r_* \ll r_p$) çok küçük olduğu varsayımları altında gözlemsel nicelikleri kullanarak gezegen parametrelerine yandaki şekilde geçebiliriz:

1. Kepler'in 3. yasasından hareketle gezegen yörüngesinin yarıçapı bulunabilir

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

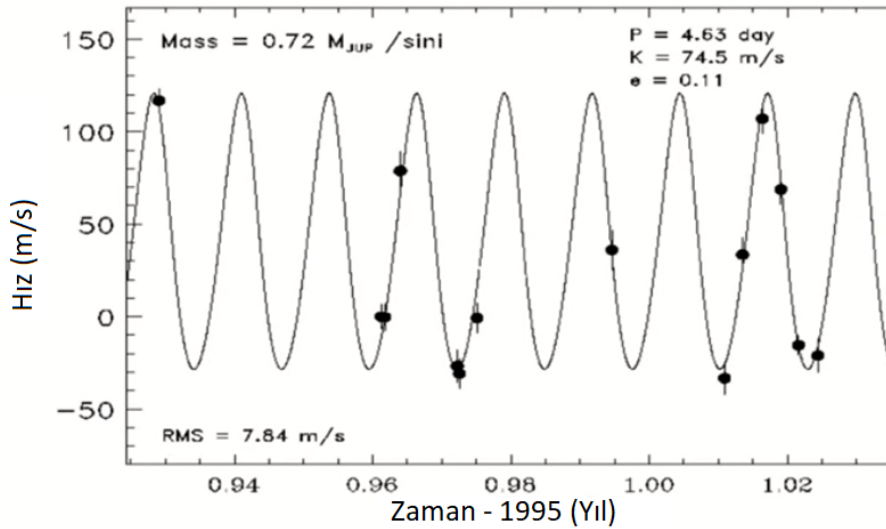
2. Dikine hıza dönüştürülen yarı-genlik (V_*) kullanılarak gezegenin kütlesi elde edilebilir:

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

Gözlenen yıldızın yörüngesinin yarıçapı değil de yörünge bakış doğrultusundaki bileşeni olduğu için : $r_* = r_{obs} / \sin i$

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

51 Pegasi Örneği



51 Pegasi yıldızının (tayfsal) dikine hız gözlemlerinden elde edilen nicelikler:

1. Dikine Hız Değişim Dönemi = Yıldızın Yörünge Dönemi → $P = 4.63$ gün
2. Dikine Hız Değişim Yarı Genliği → $K = 74.5$ m/s
3. Tayfsal Gözlemler ve Yıldız Modellerinden → $m_* \sim 1.1 M_{\text{Güneş}} = 2.2 \times 10^{30}$ kg

Gezegen yörüngesinin yarıçapı ($e = 0$ için):

$$r_p = \sqrt[3]{\frac{G m_* P^2}{4 \pi^2}} \Rightarrow r_p \approx 0.05 \text{ AB}$$

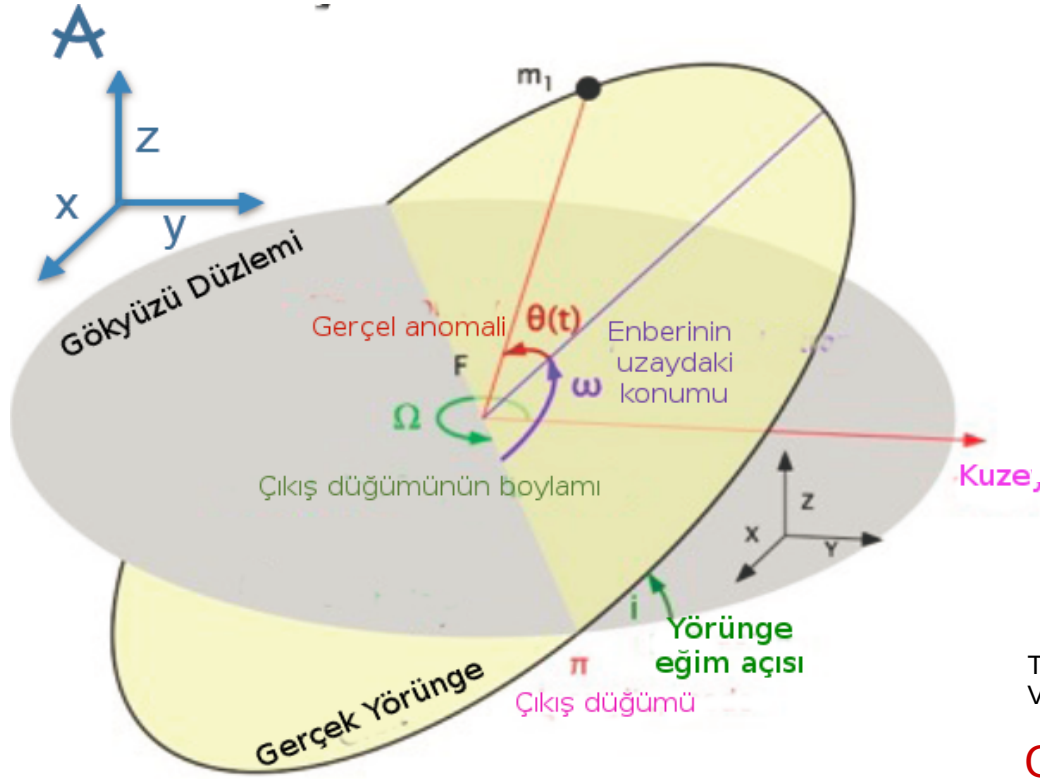
Gözlenen yıldızın dikine hız yarı-genliği ($V_r = K_*$) kullanılarak gezegenin kütlesi:

$$V_r = \frac{2 \pi r_{obs}}{P} \Rightarrow r_{obs} = \frac{V_r P}{2 \pi} \quad \text{ve} \quad m_p \sin i = \frac{m_* r_{obs}}{r_p} \Rightarrow m_p \sin i = \frac{m_* K_* P}{2 \pi r_p}$$

$$m_p \sin i = \frac{m_* K_* P}{2 \pi r_p} \Rightarrow m_p \sin i = \frac{2.2 \times 10^{30} \text{ kg} \cdot 74.5 \text{ m/s} \cdot 4.63 \text{ gün} \times 86400 \text{ s/gün}}{2 \pi \cdot 0.05 \text{ AB} \times 149.6 \times 10^9 \text{ m/AB}}$$

$$m_p \sin i = 1.40 \times 10^{27} \text{ kg} \sim 0.74 M_{jüp.}$$

Dikine Hız Denklemi (Tam İfade)



$$V_{r, \text{yıldız}} = \frac{2\pi a_1 \sin i}{P\sqrt{1-e^2}} [\cos(\theta + \omega) + e \cos \omega]$$

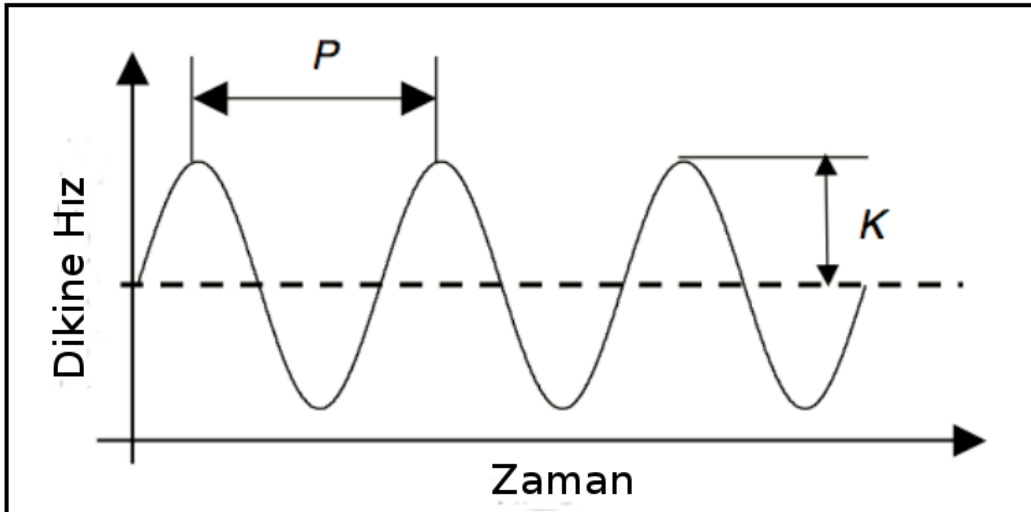
$$K_{\text{yıldız}} \text{ (dikine hız yarı genliği)} = \frac{2\pi a_1 \sin i}{P\sqrt{1-e^2}}$$

$$V_{r, \text{gezegen}} = \frac{2\pi a_2 \sin i}{P\sqrt{1-e^2}} [\cos(\theta + \omega) + e \cos \omega]$$

$$K_{\text{gezegen}} \text{ (dikine hız yarı genliği)} = \frac{2\pi a_2 \sin i}{P\sqrt{1-e^2}}$$

Türetilmesi için bkz. http://w.astro.berkeley.edu/~kclubb/pdf/RV_Derivation.pdf
Ve Çift Yıldızlar ders notlarınız!

Gözlenen dikine hız yıldızın dikine hızıdır (K_1)

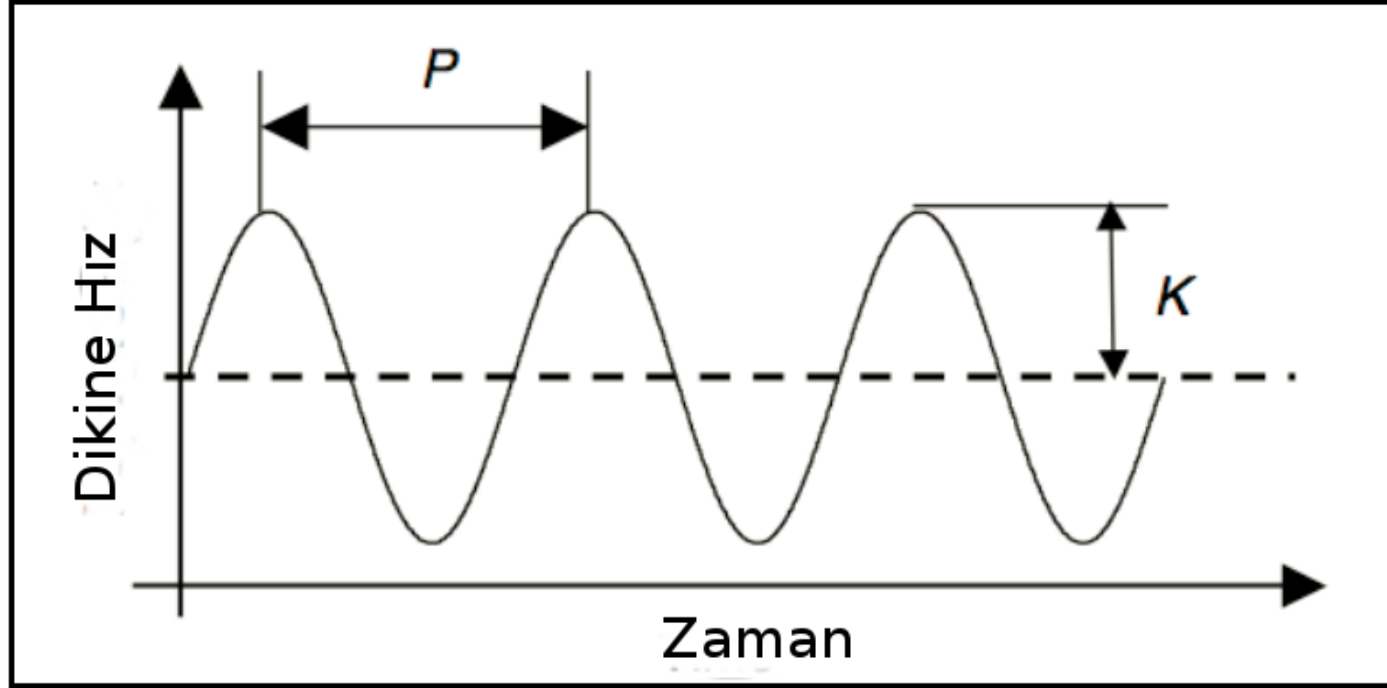


$$m_1 a_1 = m_2 a_2 \quad a_1 = \frac{m_2}{m_1} a_2 \quad \text{Yerine koyacak olursak,}$$

$$K_1 = \frac{2\pi \sin i}{P\sqrt{1-e^2}} \left(\frac{m_2}{m_1} a_2 \right) \quad \text{ve} \quad a_2 = \left[\frac{G(m_1 + m_2) P^2}{4\pi^2} \right]^{\frac{1}{3}}$$

$$K_1 = \frac{2\pi \sin i}{P\sqrt{1-e^2}} \left(\frac{m_2}{m_1} \left[\frac{G(m_1 + m_2) P^2}{4\pi^2} \right]^{\frac{1}{3}} \right)$$

Dikine Hız Denklemi



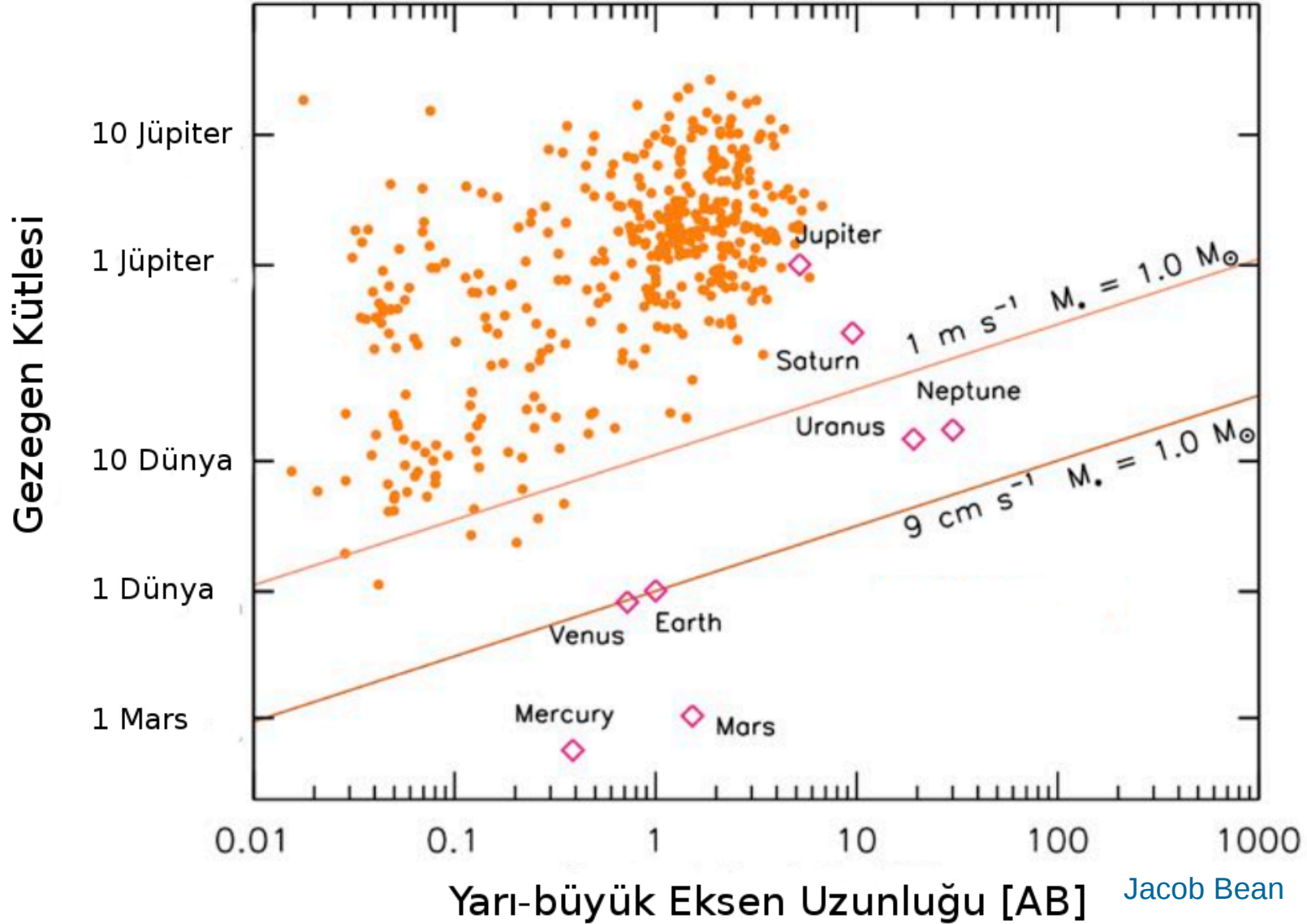
$$K_1 = \frac{2\pi \sin i}{P \sqrt{1 - e^2}} \left(\frac{m_2}{m_1} \left[\frac{G (m_1 + m_2) P^2}{4\pi^2} \right]^{\frac{1}{3}} \right)$$

Gözlemler sonucu K_1 , P ve e gözlemsel veriye uyumlanacak eğriden kolaylıkla elde edilir. m_1 , yıldızın kütlesi olup tayfsal gözlemler ve güncel evrim modelleri kullanılarak elde edilir. Geriye bu yöntemle elde edemeyeceğimiz $\sin i$ kalır. Yörünge eğim açısı $i = 90$ varsayılarak m_2 , gezegen kütlesi için bir alt limit değeri belirlenir.

Gerekli Dikine Hız Duyarlılıkları

Jüpiter	@	1 AB	:	28.4	ms ⁻¹
Jüpiter	@	5 AB	:	12.7	ms ⁻¹
Neptün	@	0.1 AB	:	4.8	ms ⁻¹
Neptün	@	1 AB	:	1.5	ms ⁻¹
Süper Dünya (5 M _{Yer})	@	0.1 AB	:	1.4	ms ⁻¹
Süper Dünya (5 M _{Yer})	@	1 AB	:	0.45	ms ⁻¹
Dünya	@	0.1 AB	:	0.28	ms ⁻¹
Dünya	@	1 AB	:	0.09	ms ⁻¹

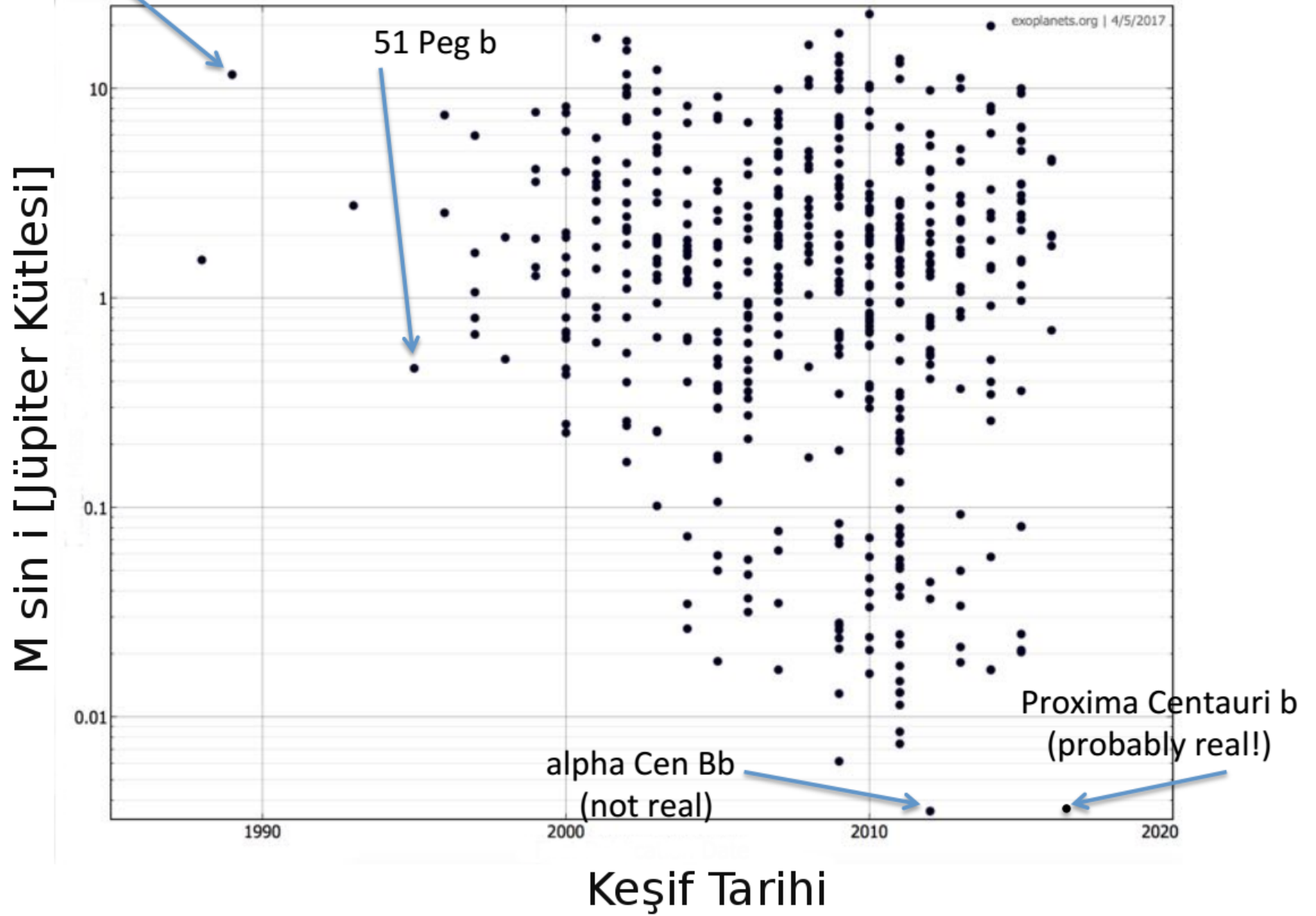
Şu an ulaşılan en iyi dikine hız duyarlılığı ESO'nun La Silla / Şili'deki 3.6 m ayna çaplı teleskobuna bağlı HARPS tayfçekerisiyle 9.75 kadir parlaklığa sahip M3.5 V tayf türünden bir yıldızın (Barnard Yıldızı) gözlemlerinde ulaşılan 15 cm / s 'lik bir dikine hız duyarlılığıdır (Ribas vd. 2018).



Dikine hız gezegenlerinin Yarı-Büyük Eksen Uzunluğu'na karşılık Gezegen Kütlesi grafiği. Görüldüğü gibi dikine hız yöntemi, yıldızına yakın, büyük gezegenleri bulmaya duyarlıdır. Güneş Sistemi gezegenleri karşılaştırma için verilmiştir. 9 cm/s limiti Güneş'in Dünya kaynaklı dikine hız değişiminin genliği olarak verilmiştir.

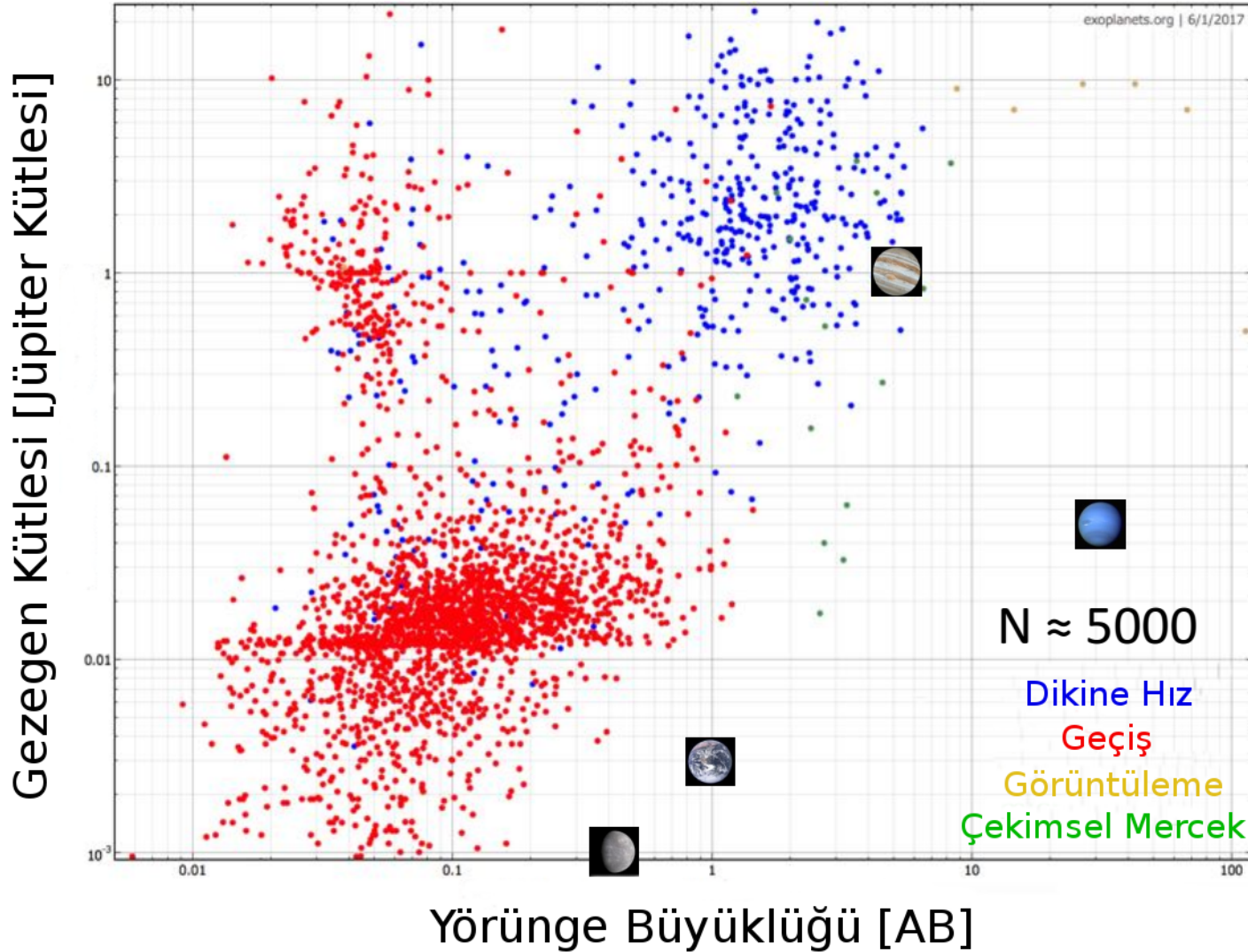
Name	K [m s^{-1}]	$m_2 \sin i$ [M_{\oplus}]	P [days]	m_1 [M_{\odot}]	Instrument	Reference
GJ 581 e	1.9	1.9	3.15	0.31	HARPS	Mayor et al. (2009b)
HD 40307 b	2.0	4.2	4.31	0.77	HARPS	Mayor et al. (2009a)
GJ 581 c	3.2	5.4	12.9	0.31	HARPS	Udry et al. (2007)
GJ 876 d	2.7	5.7	1.94	0.32	HIRES	Rivera et al. (2005)
HD 40307 c	2.4	6.9	9.62	0.77	HARPS	Mayor et al. (2009a)
GJ 581 d	2.6	7.1	66.8	0.31	HARPS	Udry et al. (2007)
HD 181433 b	2.9	7.6	9.37	0.78	HARPS	Bouchy et al. (2009)
GJ 176 b	4.3	7.8	8.78	0.50	HARPS	Forveille et al. (2009)
HD 40307 d	2.6	9.2	20.5	0.77	HARPS	Mayor et al. (2009a)
HD 7924 b	3.9	9.3	5.40	0.83	HIRES	Howard et al. (2009)
HD 69830 b	3.6	10.5	8.67	0.86	HARPS	Lovis et al. (2006)
HD 160691 d	3.1	10.5	9.55	1.08	HARPS	Santos et al. (2004), Pepe et al. (2007)
55 Cnc e	3.7	10.8	2.82	1.03	HRS/HIRES	McArthur et al. (2004), Fischer et al. (2008)
GJ 674 b	8.7	11.8	4.69	0.35	HARPS	Bonfils et al. (2007)
HD 69830 c	2.9	12.1	31.6	0.86	HARPS	Lovis et al. (2006)
HD 4308 b	4.0	15.0	15.6	0.83	HARPS	Udry et al. (2006)
GJ 581 b	12.5	15.7	5.37	0.31	HARPS	Bonfils et al. (2005)
HD 190360 c	4.6	18.1	17.1	1.04	HIRES	Vogt et al. (2005)
HD 69830 d	2.2	18.4	197	0.86	HARPS	Lovis et al. (2006)
HD 219828 b	7.0	21.0	3.83	1.24	HARPS	Melo et al. (2007)
HD 16417 b	5.0	22.1	17.2	1.20	UCLES	O'Toole et al. (2009)
HD 47186 b	9.1	22.8	4.08	0.99	HARPS	Bouchy et al. (2009)
GJ 436 b	18.0	22.9	2.64	0.45	HIRES	Butler et al. (2004)
HAT-P-11 b	11.6	25.8	4.89	0.81	HAT/HIRES	Bakos et al. (2009)

HD 114762b



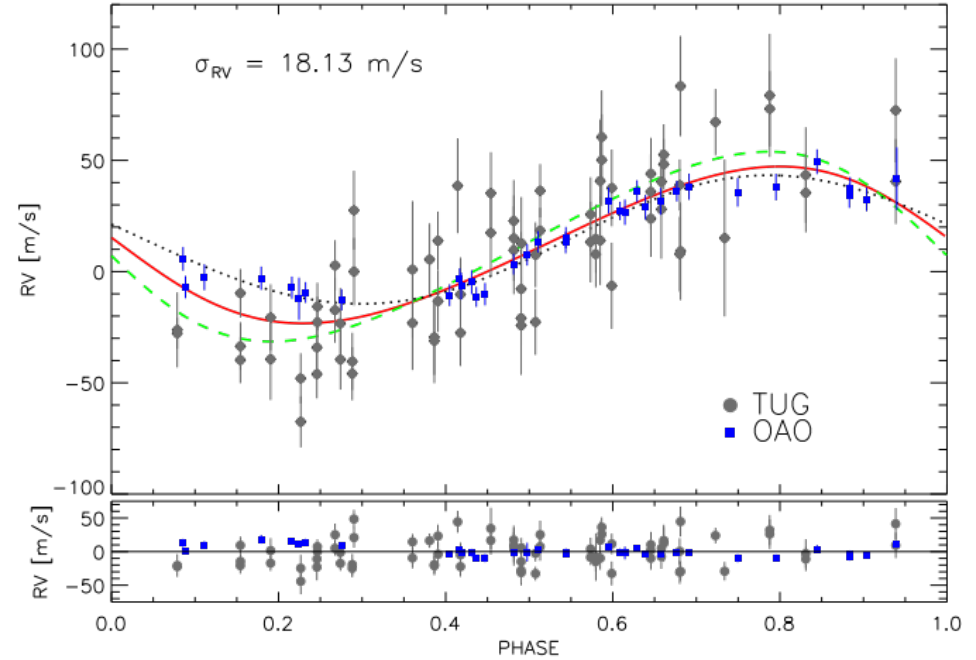
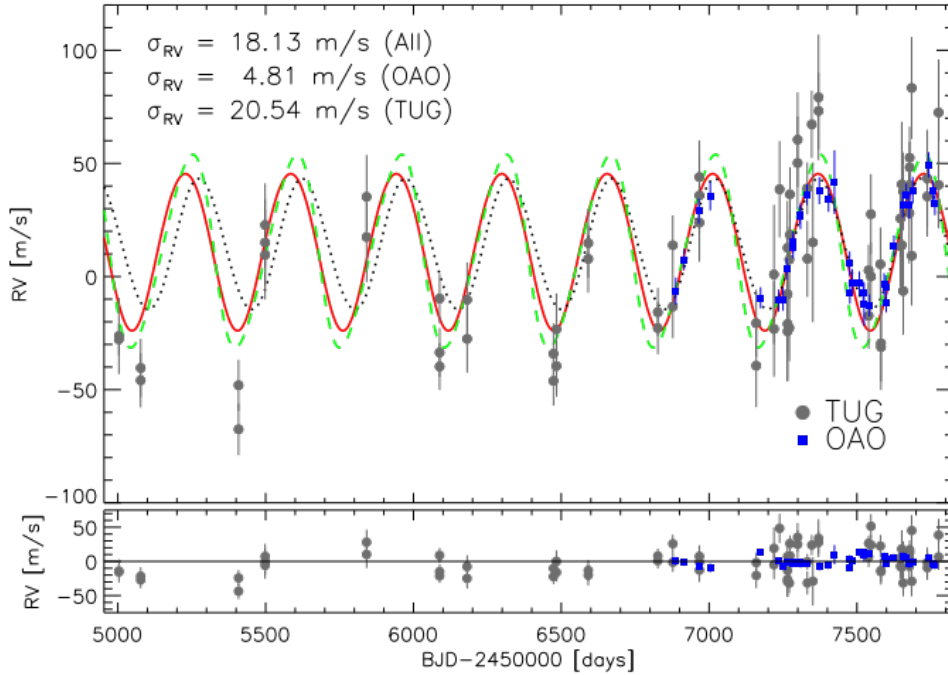
Görüldüğü üzere zamanla giderek daha fazla sayıda ve daha küçük kütleli gezegenler bu yöntemle keşfedilebilmektedir. Bunun nedeni teknolojideki gelişmeler paralelinde dikine hız duyarlılığının artmasının yanı sıra geçen zaman içinde daha büyük yörünge dönemli gezegenlerin de gözlenilebilmiş olmasıdır.

Bilinen Ötegezegen Adayları



Grafik farklı tekniklerin farklı türden gezegenleri bulmak konusundaki yanlılıklarını göstermektedir. Dikine hız tekniği, büyük kütleli ve yıldızına yakın gezegenleri bulmaya daha duyarlı iken, geçiş yöntemi de benzer gezegenlerden daha küçük olanları da keşfetmeye duyarlıdır. Görüntüleme yöntemi yıldızına uzak, büyük kütleli gezegenlerin, çekimsel mercek yöntemi ise yıldızına daha yakın orta kütledeki gezegenleri keşfetmek konusunda daha başarılıdır. Tüm bu yöntemler birbirini tamamlayarak daha geniş bir gezegen örnek uzayını elde etmemize ve değerlendirmelerimizi bu örnek uzay üzerinden yapmamıza olanak sağlar.

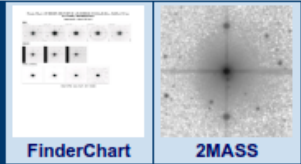
HD208897b, Yılmaz vd. 2017



Parameter	TUG+OAO	OAO	TUG
P (days)	352.7 ± 1.7	349.7 ± 3.3	353.6 ± 2.7
K_1 (ms^{-1})	34.7 ± 2.2	28.9 ± 1.2	42.7 ± 5.5
e	0.07 ± 0.06	0.04 ± 0.03	0.15 ± 0.11
ω (deg)	167 ± 83	297 ± 64	89 ± 42
V_0 (ms^{-1})	12.1 ± 1.8	14.1 ± 0.9	11.2 ± 3.8
T_p (BJD-2450000)	5036 ± 82	6961 ± 54	4971 ± 46
$m_2 \sin i$ (M_J)	1.40 ± 0.08	1.16 ± 0.05	1.70 ± 0.18
a (AU)	1.05 ± 0.03	1.04 ± 0.03	1.05 ± 0.03
$f_1(m)$ ($10^{-9} M_\odot$) ..	1.5 ± 0.3	0.8 ± 0.1	1.7 ± 0.6
$a_1 \sin i$ (10^{-3}AU) ..	1.1 ± 0.1	0.9 ± 0.2	1.4 ± 0.3
σ_{jitter} (ms^{-1})	12.0	4.0	12.0
ΔRV (ms^{-1})	13.63	-	-
N_{obs}	107	34	73
RMS (ms^{-1})	18.13	4.81	20.54
Reduced $\sqrt{\chi^2}$	0.95	0.96	1.01

$1.4 M_{\text{jüp}}$ kütlesi ve 1.05 AB uzaklığıyla gezegen “ılık-Jüpiterler” olarak sınıflanan ve az sayıda gezegen barındıran bir grubun üyesi olması itibarı ile de önem taşımaktadır.

PLANET HOST OVERVIEW PAGE



Object and Aliases

Default Alias	Aliases					
HD 208897	2MASS J21585970+1901128	BD+18 4899	HIP 108513	SAO 107561	TYC 1687-00051-1	WISE J215859.75+190113.0

NASA Exoplanet Archive Links

Planet	Related Overviews			Transit Service
	Confirmed	Kepler Pipeline		
HD 208897 b	Planet	Host		HD 208897 b Transits

Planet Orbital Properties

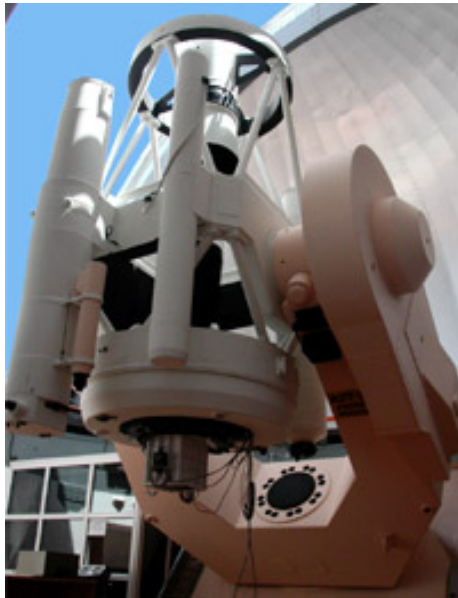
Planet	Period (days)	Semi-Major Axis (AU)	Inclination (deg)	Eccentricity	Time of Periastron Passage (days)	Longitude of Periastron (deg)	Date of Orbital Solution	Reference
b	352.7±1.7	1.05±0.03	null	0.070±0.060	2455036±82	167±83	null	Yılmaz et al. 2017

Planet Parameters

Planet	M sin(i)		Mass		Radius			Density	Equilibrium Temperature	Reference
	(Jupiter Mass)	(Earth Mass)	(Jupiter Mass)	(Earth Mass)	(Solar Radii)	(Jupiter Radii)	(Earth Radii)	(g/cm ³)	(K)	
b	1.40±0.08	445±25	null	null	null	null	null	null	null	Yılmaz et al. 2017

Planet Transit Properties

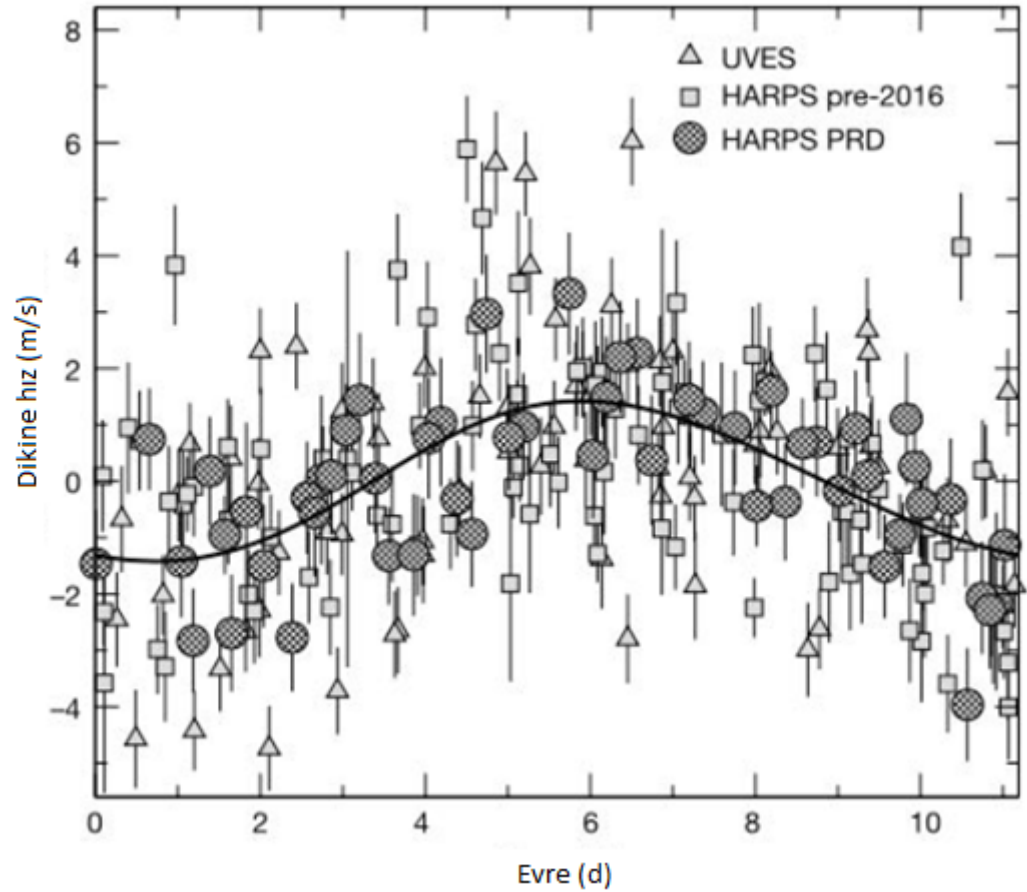
Planet	Depth (perc)	Duration (days)	Duration (hours)	Mid-Point (days)	Impact Parameter	Occultation Depth (perc)	Ratio of Distance to Stellar Radius	Ratio of Planet to Stellar Radius	Reference
b	null	null	null	null	null	null	null	null	Yılmaz et al. 2017

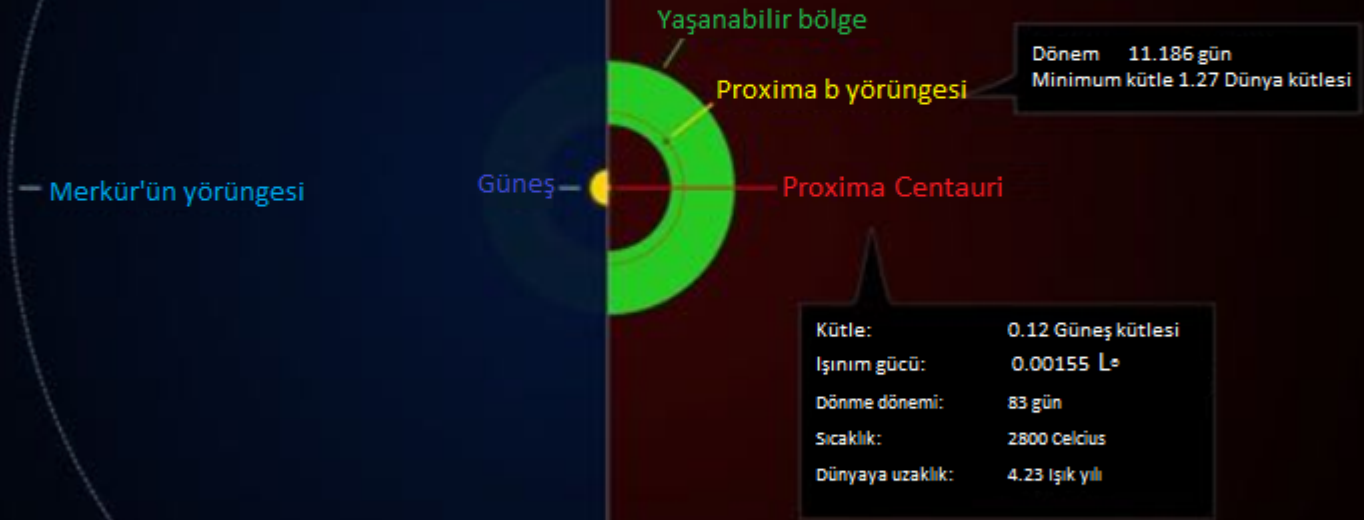


Proxima Cen b, Anglada-Escude vd. 2016

Yıldızın özellikleri	Değerler
Tayf türü	M5.5V
M_*/M_\odot	0.120 (0.105–0.135)
R_*/R_\odot	0.141 (0.120–0.162)
L_*/L_\odot	0.00155 (0.00149–0.00161)
Etkin sıcaklık (K)	3,050 (2,950–3,150)
Dönme dönemi (d)	83
Yaşanabilir bölge aralığı (AB)	0.0423–0.0816
Yaşanabilir bölge periyodu (d)	9.1–24.5
Kepler yörünge fiti	Proxima b
Dönem (d)	11.186 (11.184–11.187)
Doppler genliği (m/s)	1.38 (1.17–1.59)
Eksantrite, e	<0.35
Ortalama boylam	110 (102–118)
Enberinin boylamı	310 (0–360)
Türetilen değerler	
Yörünge yarıbüyük eksen uzunluğu (AB)	0.0485 (0.0434–0.0526)
Minimum kütle $m_p \sin i (M_\oplus)$	1.27 (1.10–1.46)
Denge sıcaklığı (K)	234 (220–240)
Dünyaya göre aydınlanma	65%
Geçiş olasılığı	1.5%
Geçiş derinliği	0.5%

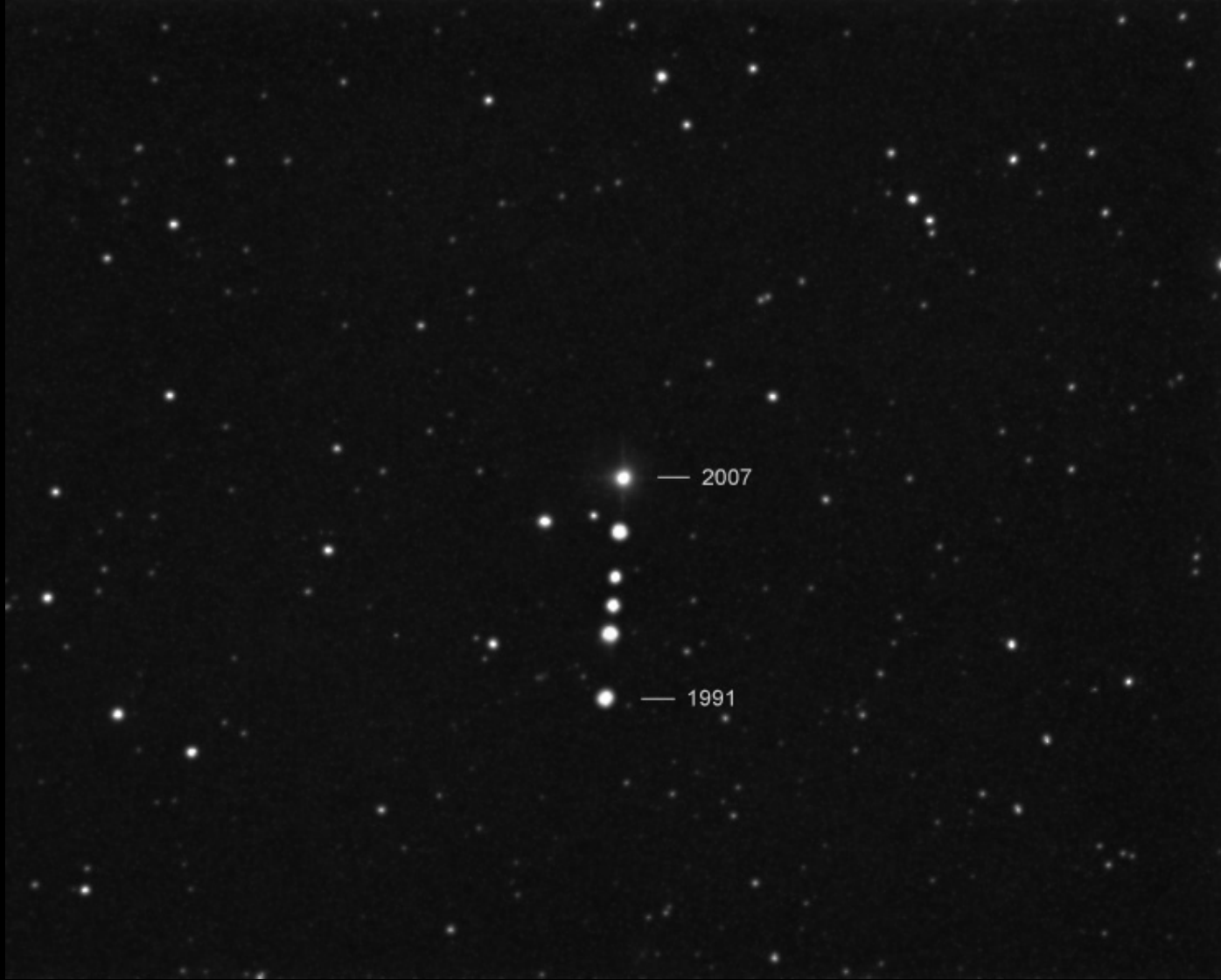
The estimates are the maximum a posteriori values and the uncertainties of the parameters are expressed as 68% credibility intervals. We provide only an upper limit for the eccentricity (95% confidence level). Extended Data Table 1 contains the list of all of the model parameters.





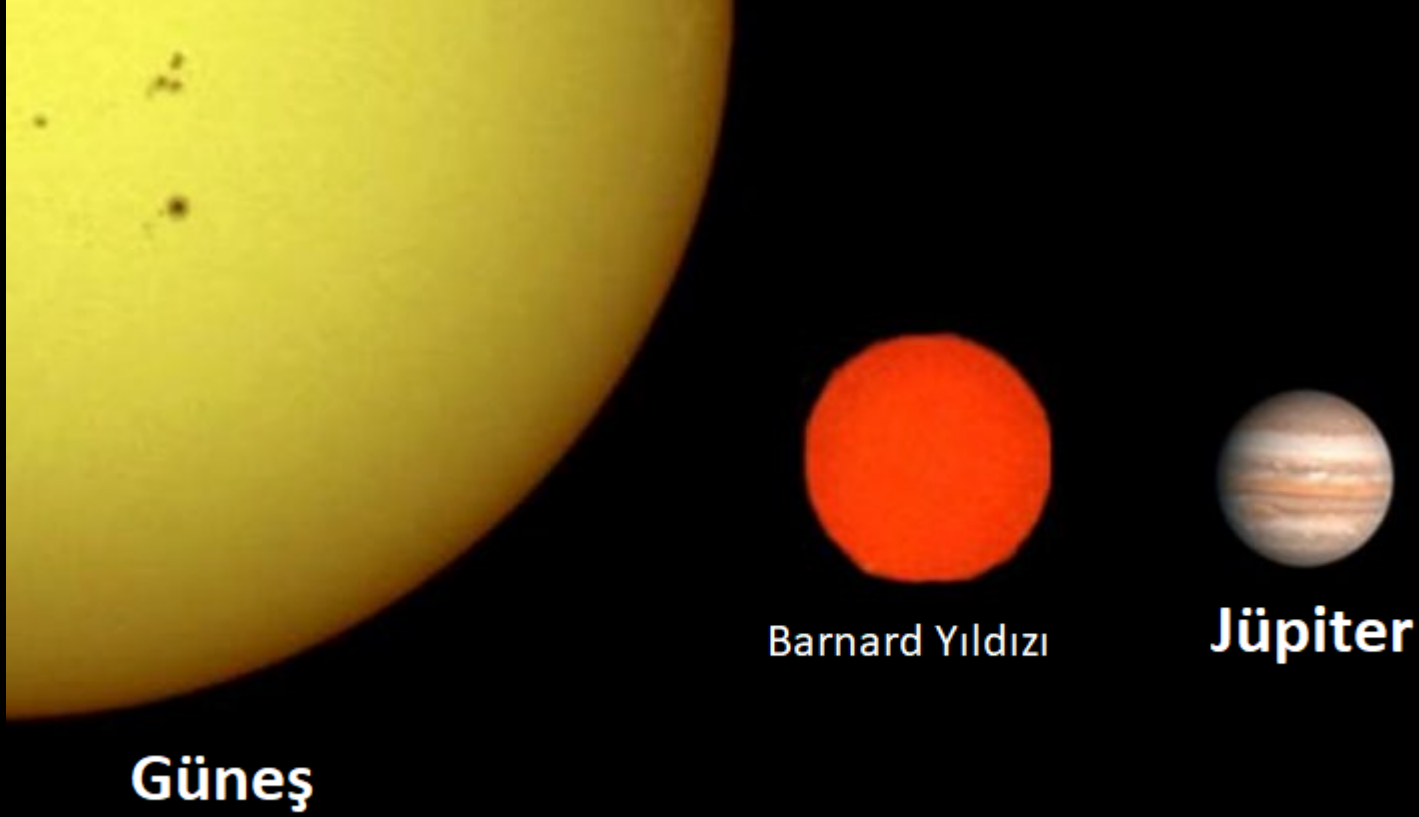
Proxima yıldızı Güneş'e göre daha soğuk bir yıldız olduğu için üzerinde suyun sıvı formda bulunabileceği yaşanabilir gezegenler kuşağı yıldızla daha yakındır. Proxima bu kuşağın iç sınırında olmakla birlikte Venüs'ün de Güneş'in yaşanabilir kuşağının iç sınırında olduğunu hatırlatmakta fayda vardır.

Barnard Yıldızı



Güneş Sistemi'ne en yakın 2. yıldız olan Barnard Yıldızı, E. E. Barnard 81916) tarafından öz hareketi en büyük (uzay hızı: -142.6 ± 0.2 km/s) yıldız olarak belirlenmiştir . Yaklaşık 10000 sene sonra Güneş Sistemi'ne en yakın yıldız olacak bu yıldız 11800 yılında sistemimize 3.75 ışık yılı mesafede olacak.

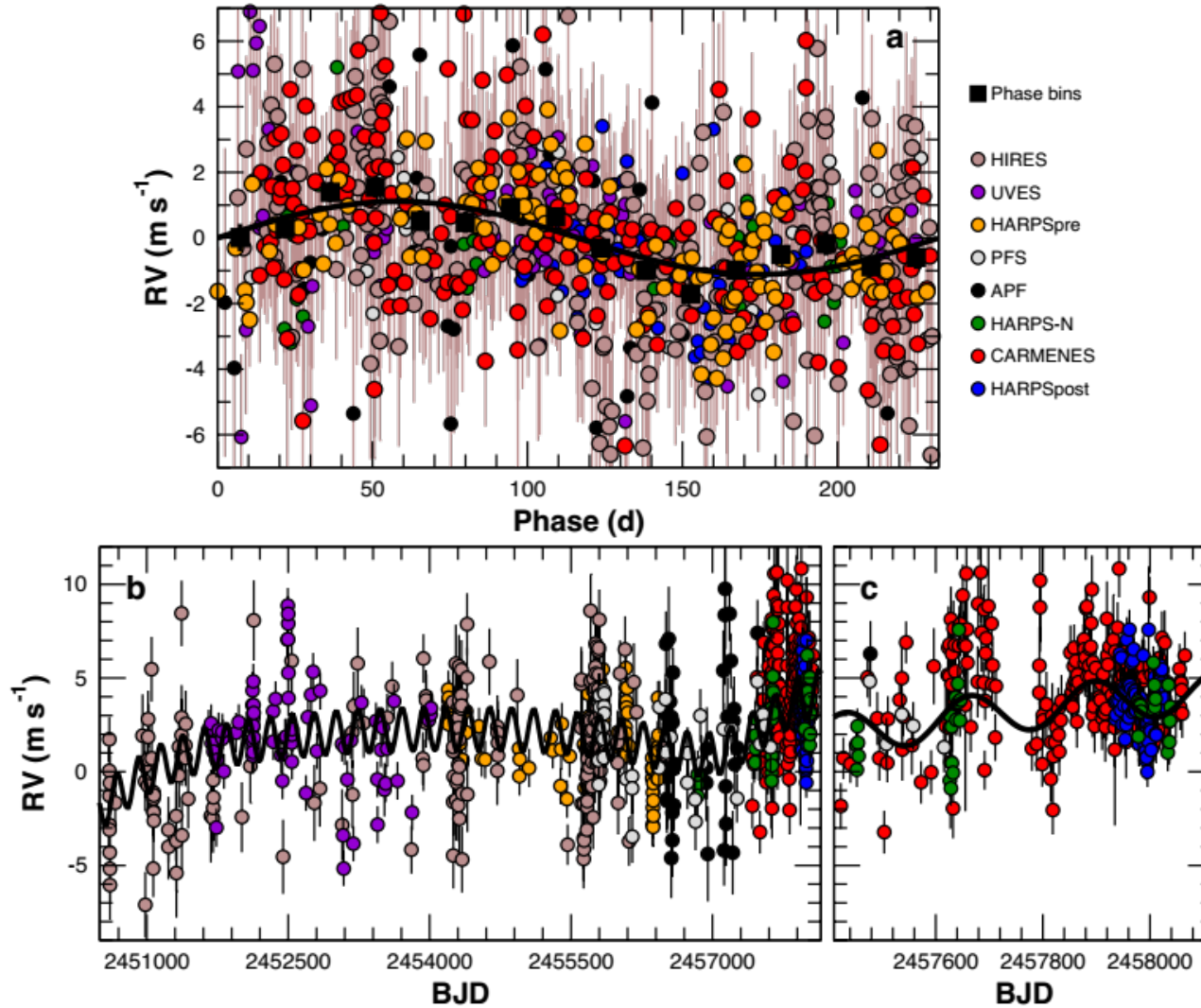
Barnard Yıldızı



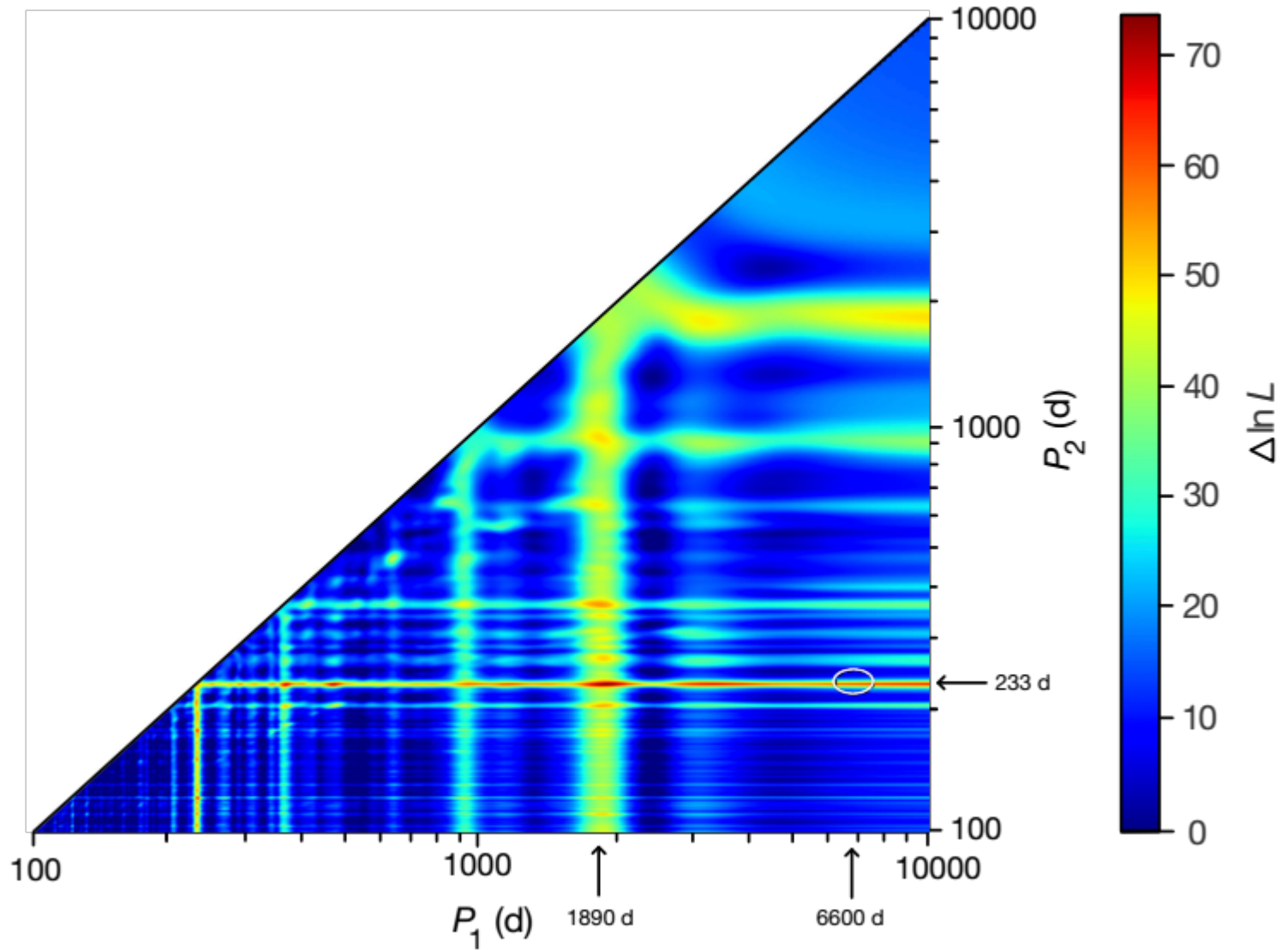
http://www.nightskyinfo.com/archive/barnard_star/

Barnard Yıldızı, Ophiuchus takımyıldızı içinde $9^m.5$ görsel parlaklığa sahip M3.5 V tayf türünden $0.163 M_{\text{güneş}}$ kütleli, $0.178 R_{\text{güneş}}$ yarıçapında 3278 K yüzey sıcaklığına sahip soğuk ve yaşlı (7 - 10 gigayıl (10^9) yaşında) bir cüce yıldızdır.

Barnard b Gezegeni



Farklı tayfçekerle 20 yılı aşkın bir süre yapılan dikine hız gözlemlerinden Barnard Yıldızı'nın etrafında da bir gezgen keşfedildi (Ribas vd. 2018). Şekilde 223 gün dönemli sinyalin evreye dönüştürülmüş dikine hız eğrisi (a), zamana karşılık dikine hız eğrisi (b) ve ~4000 gün dönemli bir ikinci dikine hız uyumlaması (c) görülmektedir.



İki boyutlu olasılık diyagramı (2-dimensional likelihood diagram), 233 yörünge döneminin gözlenen dikine hız sinyalinin en olası dönemi olduğunu göstermektedir (Ribas vd. 2018)

Barnard b Gezegeni



Planet parameter	Value
	Barnard's star b
Yörünge dönemi (d)	$232.80^{+0.38}_{-0.41}$
Dikine hız yarı genliği (m/s)	1.20 ± 0.12
Eksantrite	$0.32^{+0.10}_{-0.15}$
Enberinin boylamı (derece)	107^{+19}_{-22}
Ortalama botylam (derece)	203 ± 7
Minimum kütle (Dünya kütlesi)	3.23 ± 0.44
Yörünge yarı büyük eksen uzunluğu	0.404 ± 0.018
Aydınlanma (Dünya biriminde)	0.0203 ± 0.0023
Denge sıcaklığı (K)	$\leq 105 \pm 3$
Minimum astrometrik yarı genlik (mili yay sn)	0.0133 ± 0.0013
Açısal ayrıklık (mili yay sn)	221 ± 10

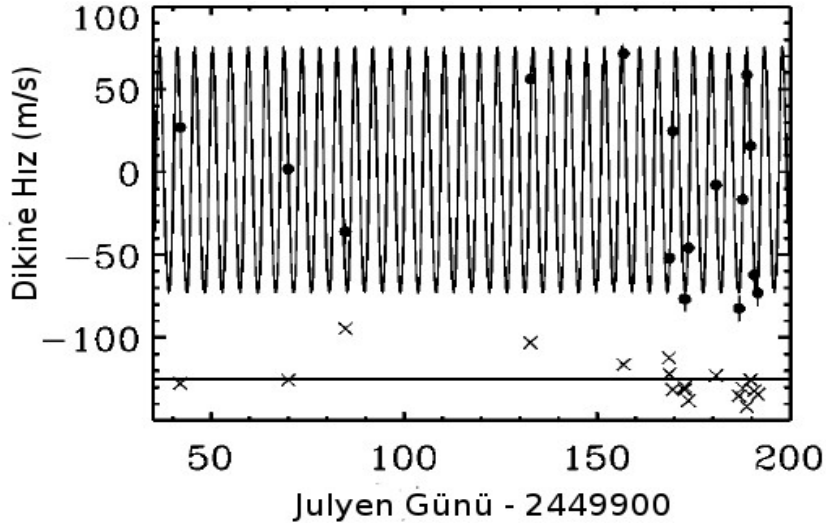
3.23 M_{yer} minimum kütlesiyle Süper Dünya / Mini Neptün sınırında bir gezegen olan Barnard b, yıldızına yüzeyinde suyun sıvı formda bulunabileceği sınırı ifade eden buz çizgisi limitinde bir uzaklıktadır. Üstte ve yanda gezegenin "sanatçılarca" hazırlanmış görselleri görülmektedir. © ESO



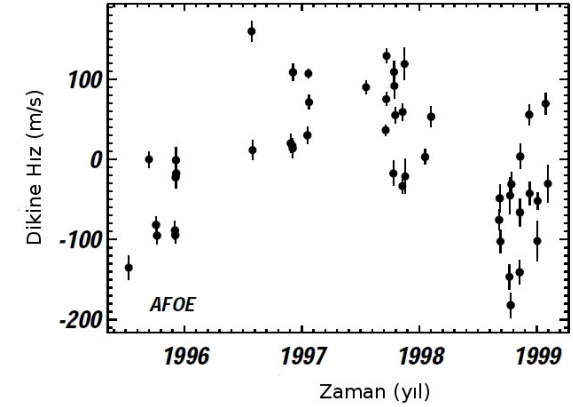
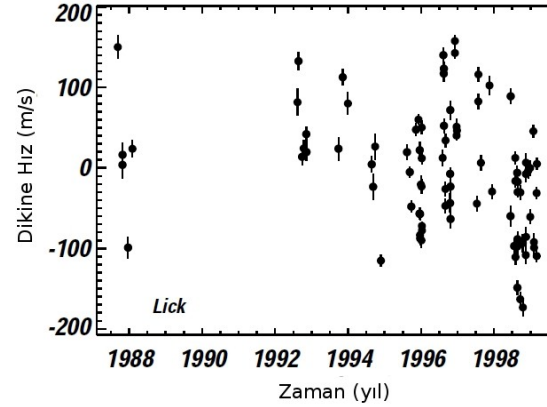
Birden Fazla Gezegen Barındıran Sistemler

HR 418: υ And

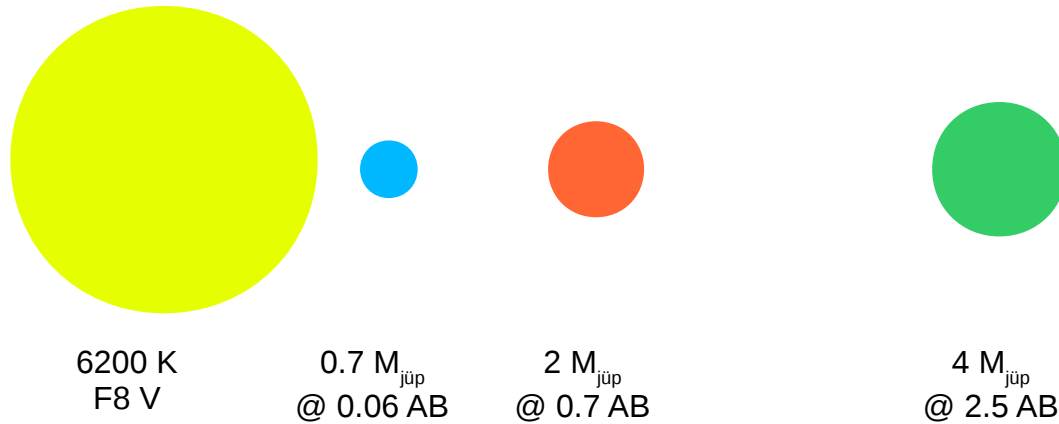
Butler vd. 1997



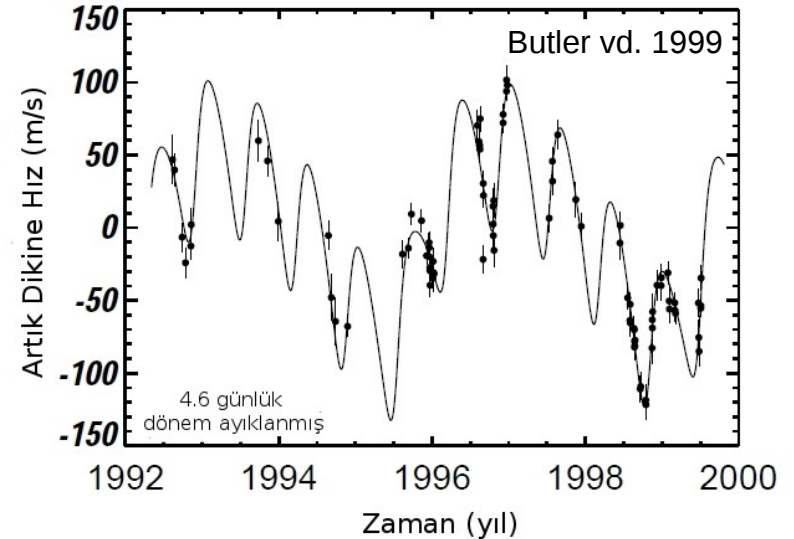
Butler vd. 1999



Solda Lick, Sağda AFOE gözlemleri



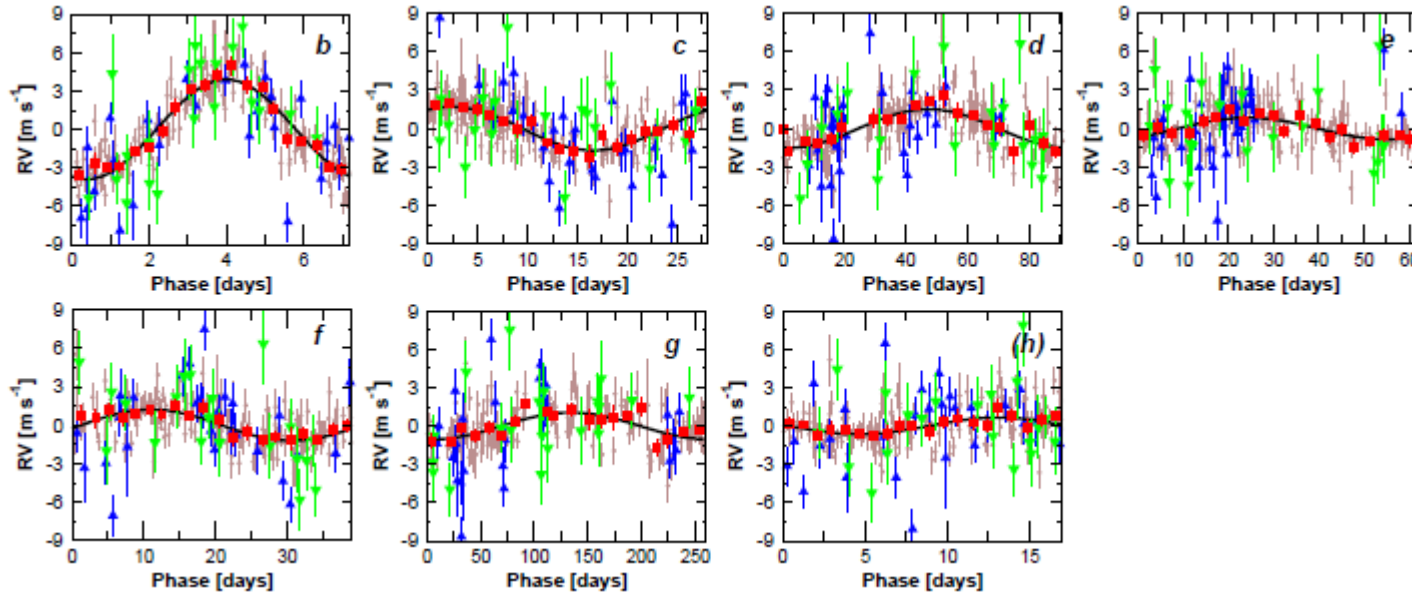
Not: Uzaklıklar ölçekli değildir. Renkler cisimlerin sıcaklık ya da yaşanabilirlik koşullarından bağımsızdır.



4.6 gün dönemli birinci gezegenin neden olduğu dikine hız değişiminden arındırılmış artıklar

Birden Fazla Gezegen Barındıran Sistemler

GJ 667C b,c,d,e,f,g,h

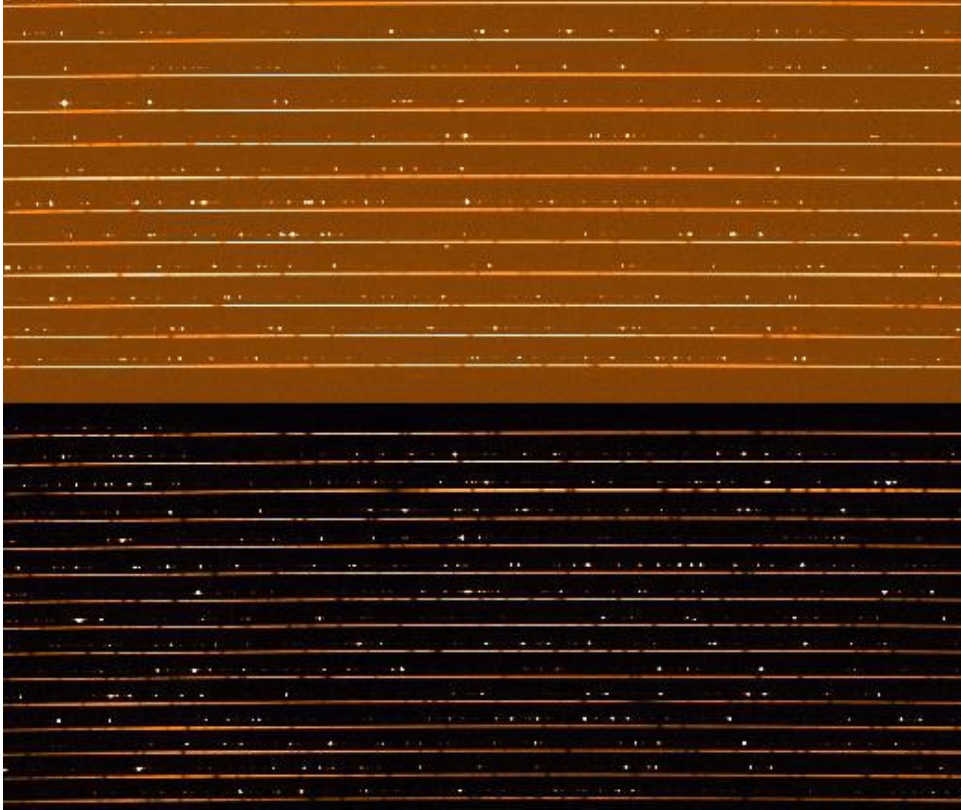


	b	(h)	c	f	e*
P [days]	7.2004 [7.1987, 7.2021]	16.946 [16.872, 16.997]	28.140 [28.075, 28.193]	39.026 [38.815, 39.220]	62.24 [61.69, 62.79]
e	0.13 [0.02, 0.23]	0.06 [0, 0.38]	0.02 [0, 0.17]	0.03 [0, 0.19]	0.02 [0, 0.24]
K [m s ⁻¹]	3.93 [3.55, 4.35]	0.61 [0.12, 1.05]	1.71 [1.24, 2.18]	1.08 [0.62, 1.55]	0.92 [0.50, 1.40]
ω [rad]	0.10 [5.63, 0.85]	2.0 [0, 2 π]	5.1 [0, 2 π]	1.8 [0, 2 π]	0.5 [0, 2 π]
M ₀ [rad]	3.42 [2.32, 4.60]	5.1 [0, 2 π]	0.3 [0, 2 π]	5.1 [0, 2 π]	4.1 [0, 2 π]
λ [deg]	201[168, 250]	45(180) [†]	308(99) [†]	34 (170) [†]	262(150) [†]
M sin i [M _J]	5.6[4.3, 7.0]	1.1 [0.2, 2.1]	3.8 [2.6, 5.3]	2.7 [1.5, 4.1]	2.7 [1.3, 4.3]
a [AU]	0.0505 [0.0452, 0.0549]	0.0893 [0.0800, 0.0977]	0.125 [0.112, 0.137]	0.156 [0.139, 0.170]	0.213 [0.191, 0.232]
	d	g	Other model parameters		
P [days]	91.61 [90.72, 92.42]	256.2 [248.3, 270.0]	γ [m s ⁻¹ yr ⁻¹]	2.07 [1.79, 2.33]	
e	0.03 [0, 0.23]	0.08 [0, 0.49]	γ_{HARPS} [m s ⁻¹]	-30.6 [-34.8, -26.8]	
K [m s ⁻¹]	1.52 [1.09, 1.95]	0.95 [0.51, 1.43]	γ_{HIRES} [m s ⁻¹]	-31.9 [-37.0, -26.9]	
ω [rad]	0.7 [0, 2 π]	0.9 [0, 2 π]	γ_{PFs} [m s ⁻¹]	-25.8 [-28.9, -22.5]	
M ₀ [rad]	3.7 [0, 2 π]	4.1 [0, 2 π]	σ_{HARPS} [m s ⁻¹]	0.92 [0.63, 1.22]	
			σ_{HIRES} [m s ⁻¹]	2.56 [0.93, 5.15]	
			σ_{PFs} [m s ⁻¹]	1.31 [0.00, 3.85]	
λ [deg]	251(126) [†]	285(170) [†]			
M sin i [M _J]	5.1 [3.4, 6.9]	4.6 [2.3, 7.2]			
a [AU]	0.276 [0.246, 0.300]	0.549 [0.491, 0.601]			

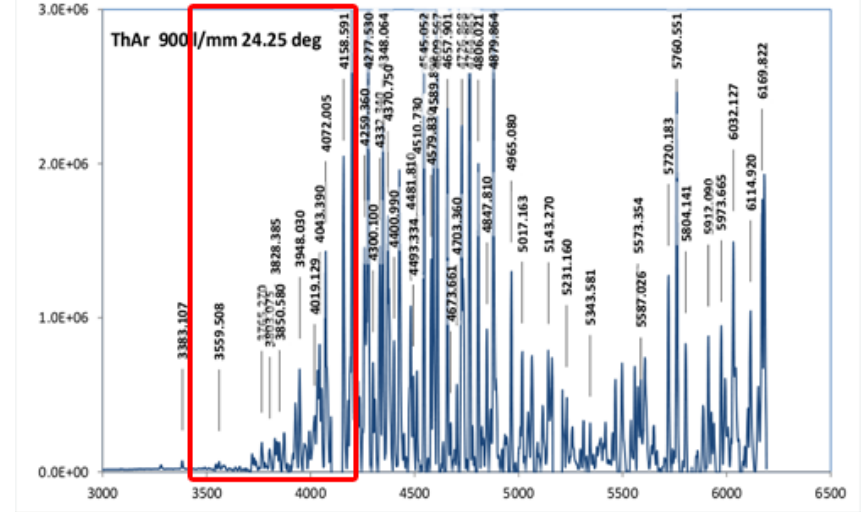
Aletsel Problemler

- ✓ Tayfçeker içindeki havanın kırılma indisinin değişimi (sıcaklık ve basınç değişimlerinin kontrolü)
- ✓ Termal ve mekanik etkiler (takip problemleri, aynanın sıcaklıktan ve gökyüzünde bakılan konumdan etkilenmesi)
- ✓ Yarığın (slit) aydınlanması (ışığın fiber optikle taşınması)
- ✓ Hassas dalgaboyu kalibrasyonu
- ✓ Dedektör kaynaklı etkiler
- ✓ Foton toplanması (büyük teleskop)
- ✓ Tayfın “kirliliği” (özellikle yakın kızılötede!)

Hassas Dalgaboyu Kalibrasyonu - I Lamba Tayfı Yöntemi



Eş zamanlı Toryum-Argon lambası tayfı kullanarak dalgaboyu kalibrasyonu, HARPS 2003. Beyaz noktalar ThAr salma çizgilerini, parlak çizgiler yıldız tayfını göstermektedir.



Örnek bir ThAr çizgi atlası

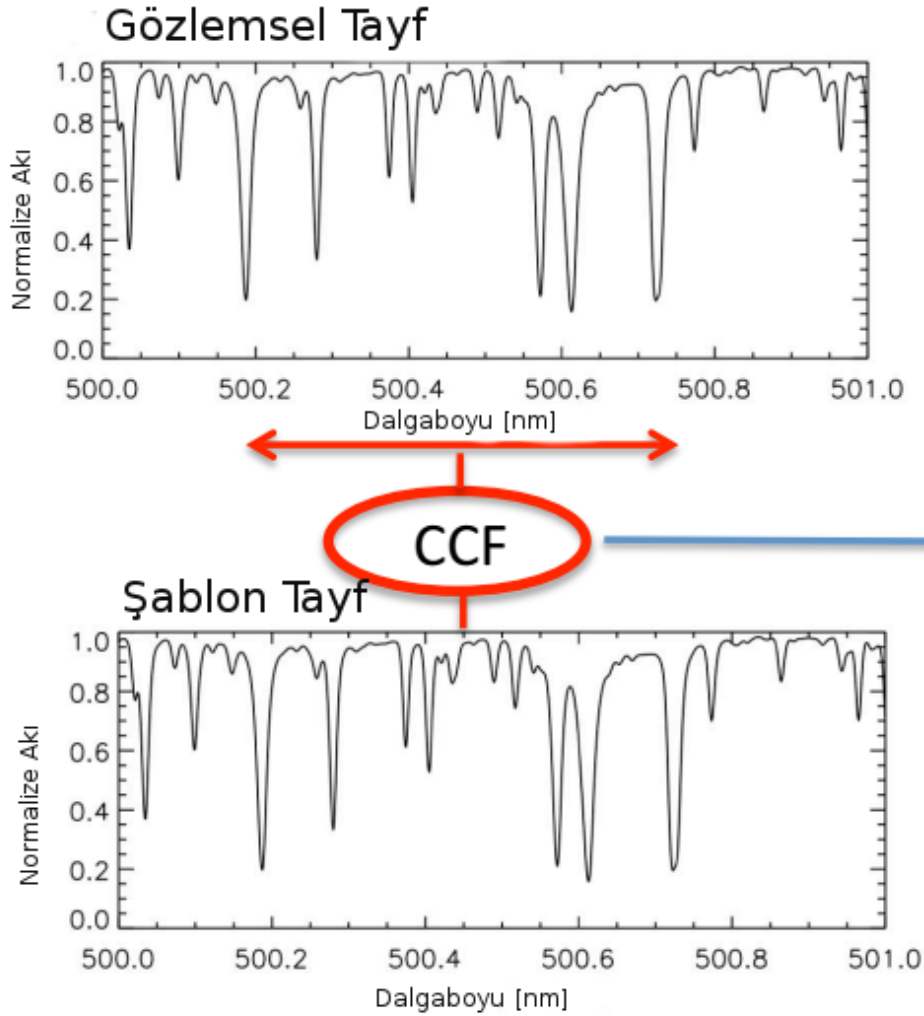
Avantajı:

1. Dalgaboyları çok iyi bilinen çok sayıda salma çizgisi,
2. Eş zamanlı olarak (bazı düzeneklerde) kalibrasyon tayfı alabilme avantajı,
3. Tayfın kalibrasyon tayfı ile "kirlenmemesi".

Dezavantajı:

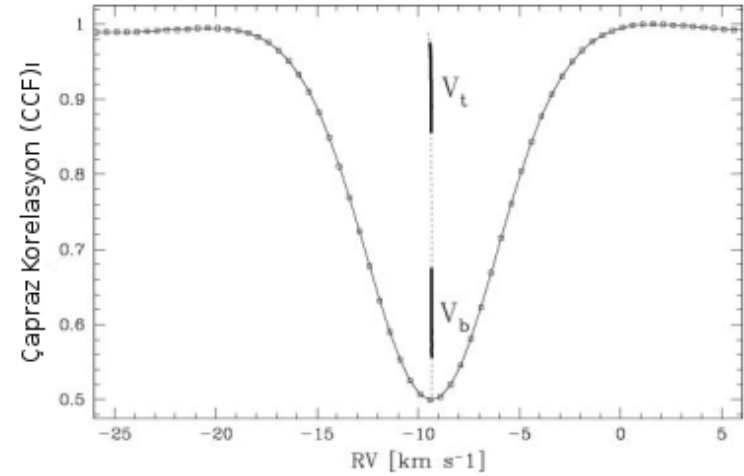
1. Işığın farklı bir optik yoldan geliyor oluşu,
2. Lamba ömrü,
3. Bazı bölgelerde daha fazla çizgi ihtiyacı.

Çapraz Korelasyon Yöntemi (CCF)



$$(f \star g)(\tau) \stackrel{\text{def}}{=} \int_{-\infty}^{\infty} f^*(t) g(t + \tau) dt,$$

Tonry & Davis 1979, AJ, 84, 10



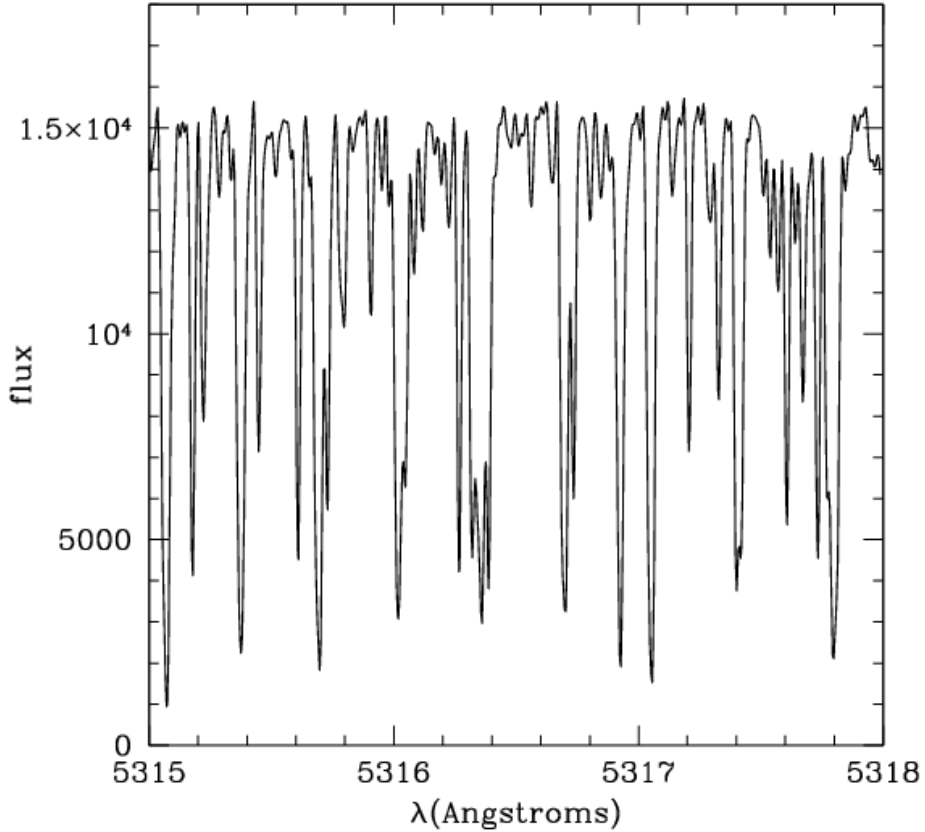
Çapraz Korelasyon Fonksiyonu

Jacob Bean

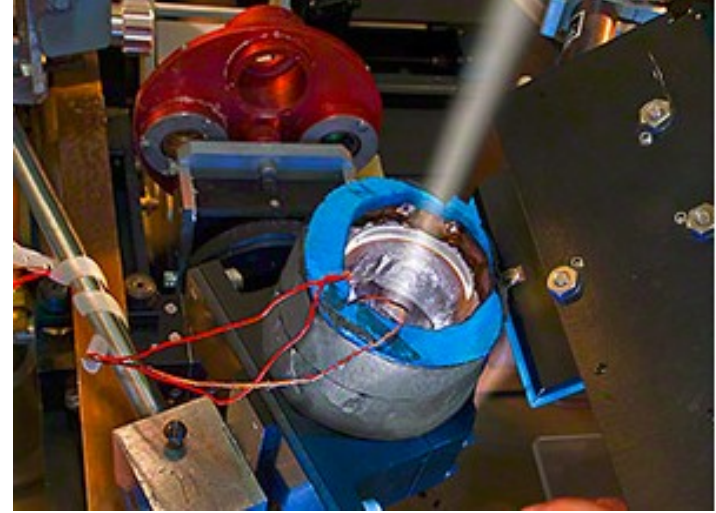
Not: Çapraz korelasyon fonksiyonu tanımı gereği tüm tayfsal çizgilerin "bir çeşit" ortalamasıdır. Bu nedenle bir tayf çizgisine benzemesi için y ekseninde ters döndürülür!

Hassas Dalgaboyu Kalibrasyonu - II

İyodin (I_2) Hücresi Yöntemi



Sadece 3 Angstrüm'lük bir bölgedeki iyodin çizgileri



Avantajı:

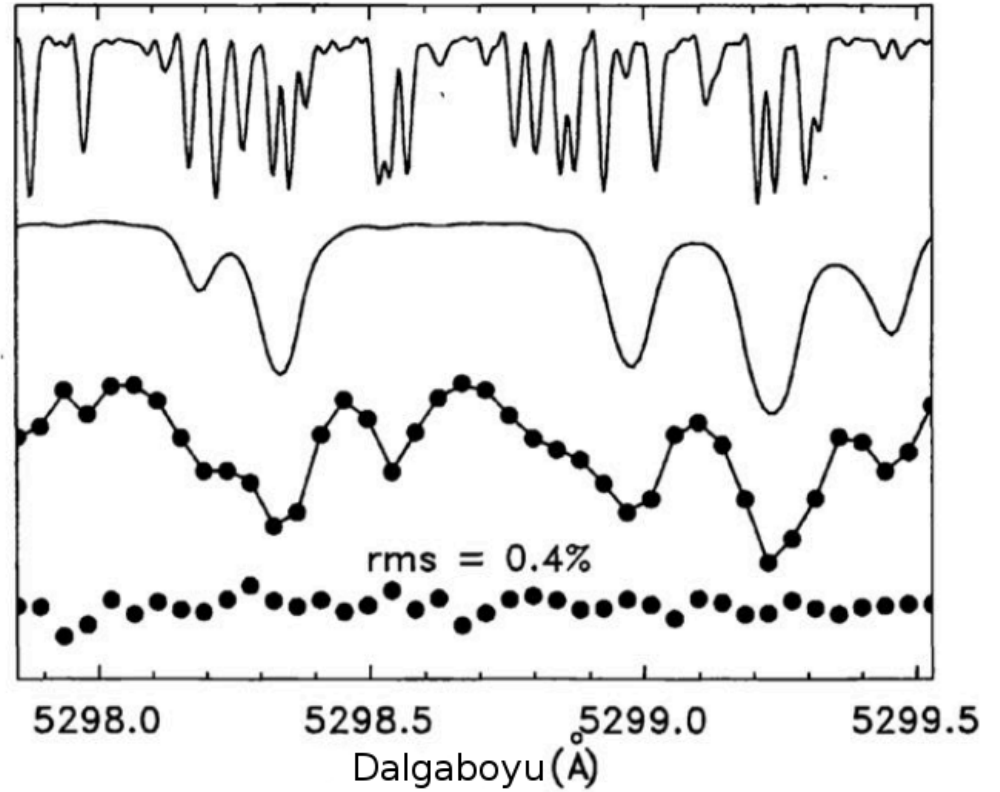
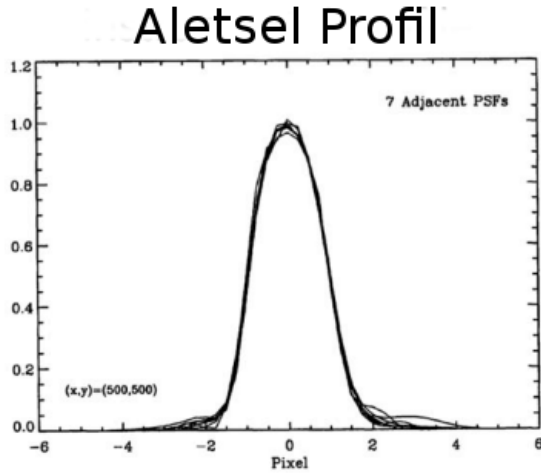
1. Dalgaboyları çok iyi bilinen çok fazla sayıda soğurma çizgisi,
2. Eş zamanlı olarak kalibrasyon tayfı alabilme avantajı,
2. Işığın yıldız ışığı ile aynı optik yoldan geliyor oluşu.

Dezavantajı:

1. Yıldız tayfının kalibrasyon tayfı ile kirlenmesi
2. Veri işleme zorluğu
3. İyodin hücresinin ömür

I₂ Hücresiyle Dikine Hız Ölçümü

$$I_{\text{obs}}(\lambda) = k[T_{I_2}(\lambda)I_s(\lambda + \Delta\lambda)] * \text{PSF},$$



Butler et al. 1996, PASP, 108, 500

İyodin hücresiyle dikine hız belirlenirken tayf küçük parçalara ayrılıp aletsel profil belirlenir. Bu nedenle daha karmaşık bir yöntemdir!

Yıldızlarda Dikine Hız Değişimine Neden Olan Etkiler

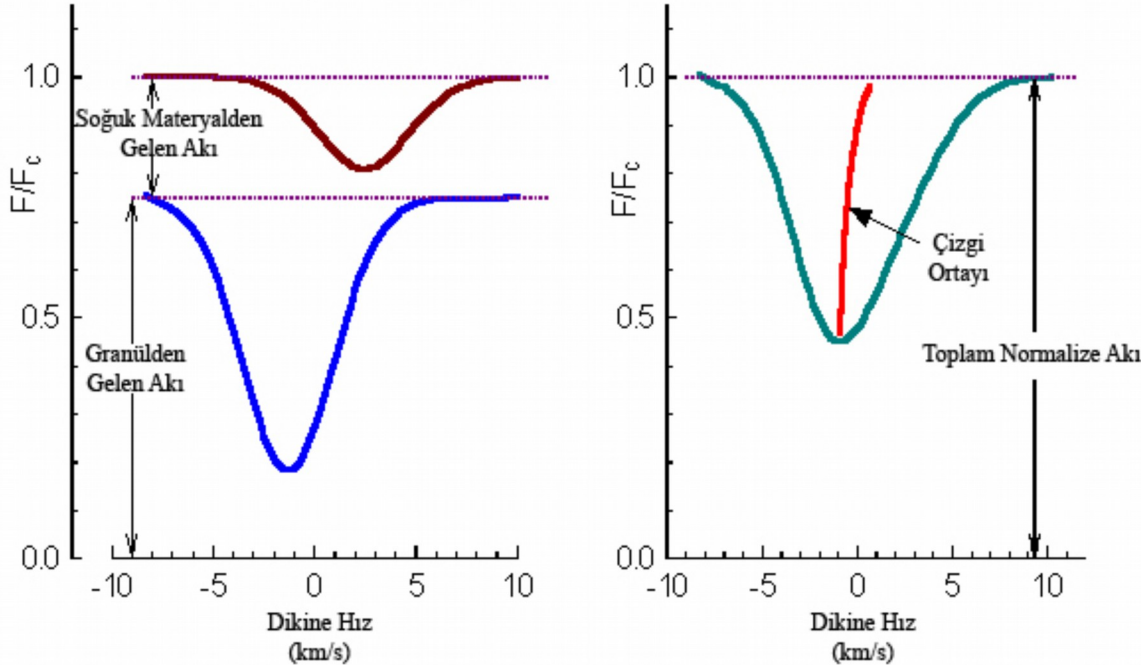
- ✓ Granülasyon (Bulgurlanma)
- ✓ Manyetik etkinlik kaynaklı olgular
- ✓ Yıldız zonklamaları
- ✓ Slite girip / çıkan bir arkaplan yıldızı
- ✓ Yakın bir çift yıldız bileşen

Granülasyon (Bulgurlanma) Kaynaklı Dikine Hız Değişimleri

Bulgurlanma (Granülasyon) Kaynaklı Çizgi Asimetrileri

Solda: Yükselen sıcak granül hücrelerinin soğurulmasına katkıda bulunduğu çizgiler maviye kayarken, granül hücrelerinin arasından alt katmanlara inen soğuk materyalin katkısı kırmızı kayma gösterir. Yükselen granül hücreleri daha sıcak ve parlak olduğundan katkısı daha fazladır. Gözlenen, bu iki etkinin toplamı olan bir tayf çizgisidir.

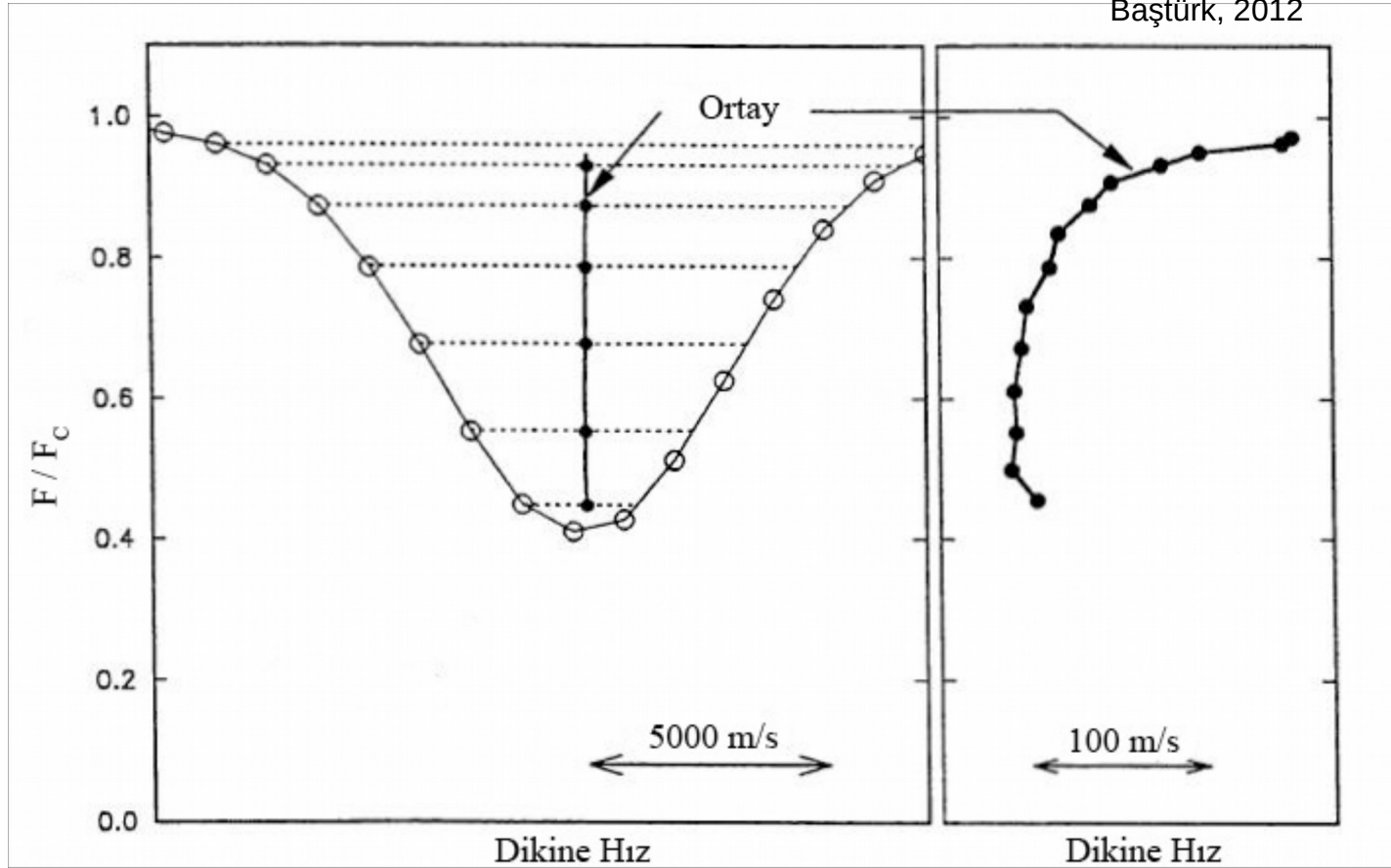
Sağda: Sonuç asimetrik bir çizgi profilidir. Bu asimetri en iyi çizgi ortayı (bisektörü) üzerinde görülebilir.



Asimetrik bir çizgi profili dikine hız ölçümü yapılmasını zorlaştırır. Zira bu durumda çizginin merkezi dalgaboyunu (λ) belirlemek çizgi merkezinin tanımı gereği problemlidir. Buna bir de sınırlı tayfsal çözünürlüğün bozucu etkisi eklendiğinde toplamda bir Doppler kayması ($\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0$) ölçülmüş olur. Çizgi merkezinin doğru ölçülememesinden kaynaklanan bu “zahiri” Doppler kayması nedeniyle yıldızda sürekli bir dikine hız değişimi olduğu gibi bir sonuç çıkar. ($\Delta\lambda / \lambda = V_r / c$).

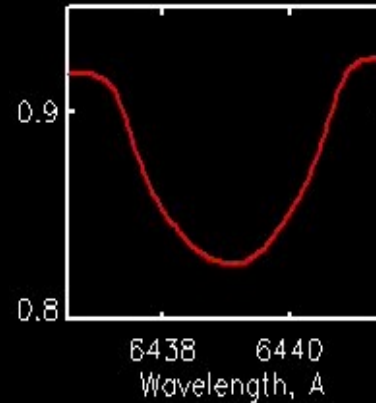
Çizgi asimetrileri kendini en iyi çizgi ortaylarında (bisektör) gösterir.

Çizgi Ortayları (Bisektör)



Çizgi ortayı, bir tayfsal çizginin mavi ve kırmızı kanatlarını birleştiren doğru parçalarının orta noktalarının geometrik yeridir. Tayfsal çizgide herhangi bir nedenle bir asimetri oluşması durumunda ortay dik bir doğru olmaktan sapar. Ortayın şekli ancak dalgaboyunda (ya da buna eş olarak dikine hızda) bir genişletme (zoom) yapıldığına anlaşılabilir (Şekil sağ panel)

Manyetik Etkinlik Kaynaklı Dikine Hız Değişimleri – I Yüzey Parlaklık Dağılımı Düzensizlikleri



Tıpkı bulgurlanmada olduğu gibi manyetik etkinlik kaynaklı (sıcak ya da soğuk) lekelerde çizgi profilinde asimetrilere dolayısı ile “görünüşte” dikine hız değişimlerine neden olurlar. Burada yıldız hareket etmemekte sadece üzerindeki parlaklık dağılımı düzensizlikleri dönme ile modüle olmaktadır.

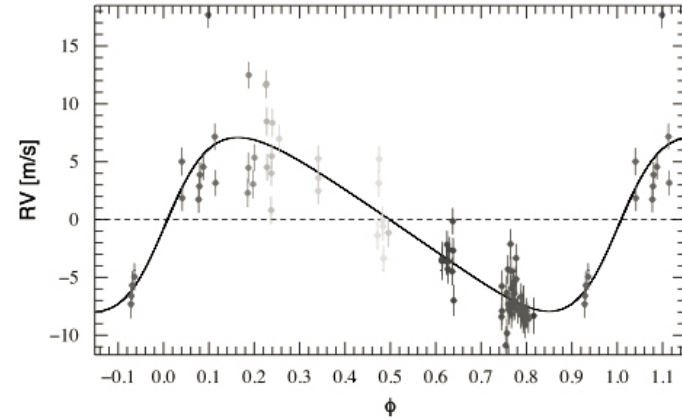
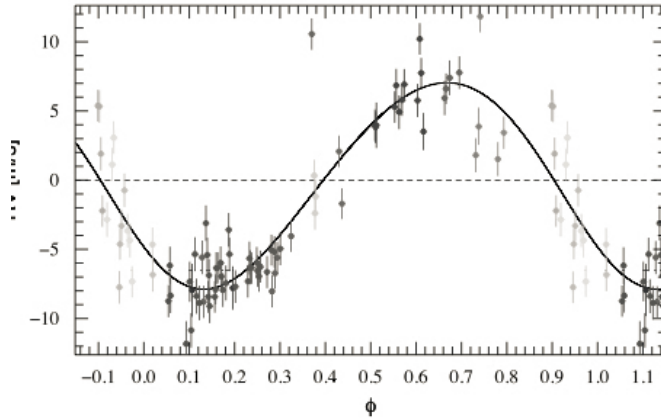
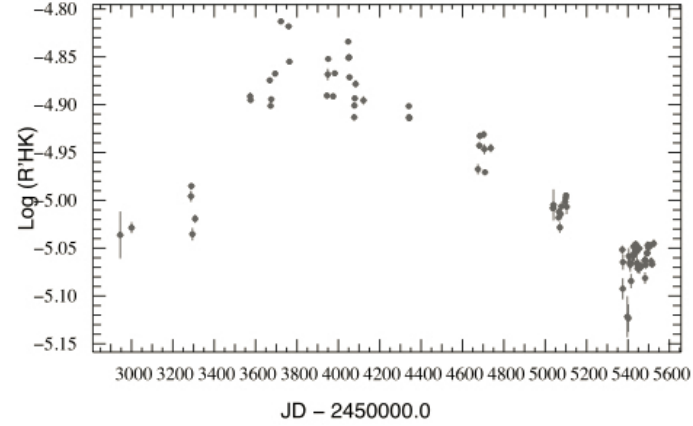
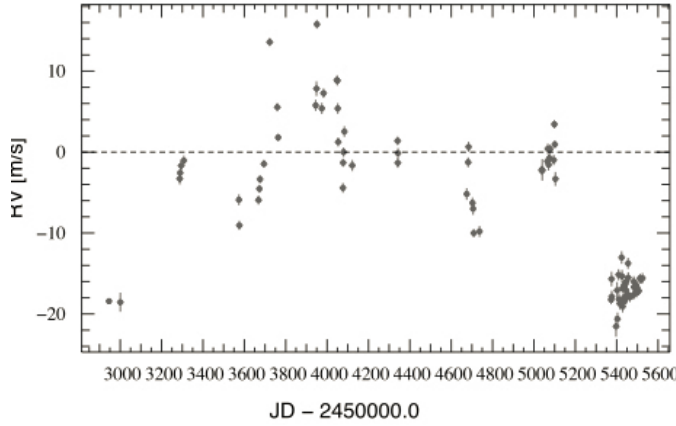
Manyetik Etkinlik Kaynaklı Dikine Hız Değişimleri - II

Manyetik Çevrim Kaynaklı Değişimler

- ✓ Konvektif hücrelerin yapılarının ve hareketlerinin manyetik etkin bölgelerde önemli ölçüde değişmesi ve bunun sonucu olarak konvektif hareketin baskılanması (Livingston 1982, Brandt ve Solanki 1990), tayfta çizgi asimetrileri ve buna bağlı olarak dikine hız değişimleri gözlenmesine neden olur (Gray 1988).
- ✓ Konvektif hareketin baskılanması yüzeye enerji transferinin de engellenmesi anlamını taşır. Manyetik olarak etkin bölgeler bu nedenle yüzeyin diğer bölgelerinden daha soğuktur ve dolayısıyla daha karanlık görünür. Bu bölgelerde, konvektif hareket manyetizma tarafından baskılanıp azaltıldığından, granülasyonun neden olduğu maviye kayma yerine kırmızıya kayma gözlenir. Manyetik çevrim boyunca bu bölgelerin büyüklüğü ve yıldız üzerindeki konumları değişir.
- ✓ Etkinliğin yüksek olduğu dönemlerde bu bölgeler yıldız yüzeyinde daha büyük alan kaplar. Bu nedenle kırmızıya kaymalar daha fazla gözlenir. Düşük etkinlik dönemlerinde ise kırmızıya kaymanın kaynağı bölgeler küçüktür. Manyetik çevrim boyunca bu nedenle genliği 40 cm/s'den 140 cm/s'ye kadar ulaşan dikine hız değişimleri gözlenir (Dumusque vd. 2011b).
- ✓ Makarov (2010), manyetik çevrim boyunca meridyonel yüzey akımlarının hızlarında da değişim olabileceğini öne sürdü ve bu değişimlerin yörünge dönemleri 0.6 yıl ile 1.4 yıl arasında olan, bu nedenle üzerinde yaşam koşullarının oluşabileceği ötegezegenlerin bulunması konusundaki en büyük güçlüklerden biri olduğunu gösterdi.

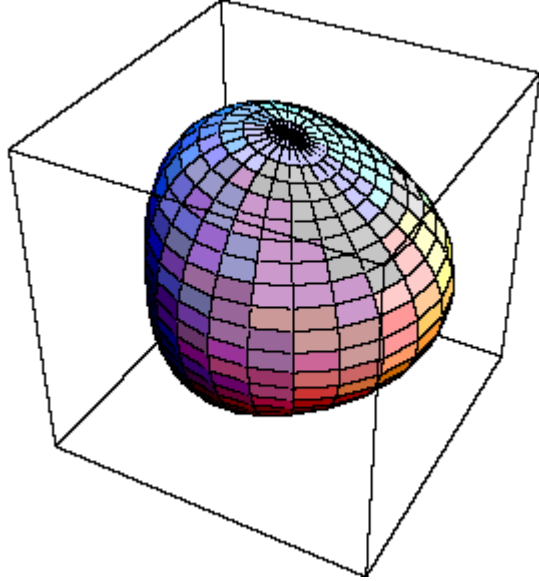
Manyetik Etkinlik Kaynaklı Dikine Hız Değişimleri - II

Manyetik Çevrim Kaynaklı Değişimler



Yüzey parlaklık dağılımı düzensizliklerinin (lekeler ve plaj bölgeleri) manyetik çevrimi boyunca sayılarının ve yüzeyde kapladıkları alanların değiştiğini Güneş'ten biliyoruz. Bu düzensizliklerin neden olduğu “görünüşteki” dikine hız değişimleri de zamanla değişir ve yıldızla ortak bir kütle merkezi etrafında hareket eden bir gezegen olduğunun, bu nedenle dikine hız değişimlerinin gözlemlendiğinin sanılmasına neden olabilir (sol altta). Yukarıda HD 7199 yıldızında (solda) dikine hızın zamana (üstte) ve evreye bağlı değişimini ve (sağda) aktivite belirteci $\log R'_{HK}$ endeksinin değişimini (üstte) görüyorsunuz. Dikine hız değişimine aktivite değişimi ile evrelendirildiğinde değişimin kaynağının bir gezegen değil, yıldızın kendi manyetik etkinliği olduğu kolayca görülüyor (sağ altta) (Dumusque vd. 2011).

Yıldız Zonklaması (Pulsasyon) Kaynaklı Dikine Hız Değişimleri

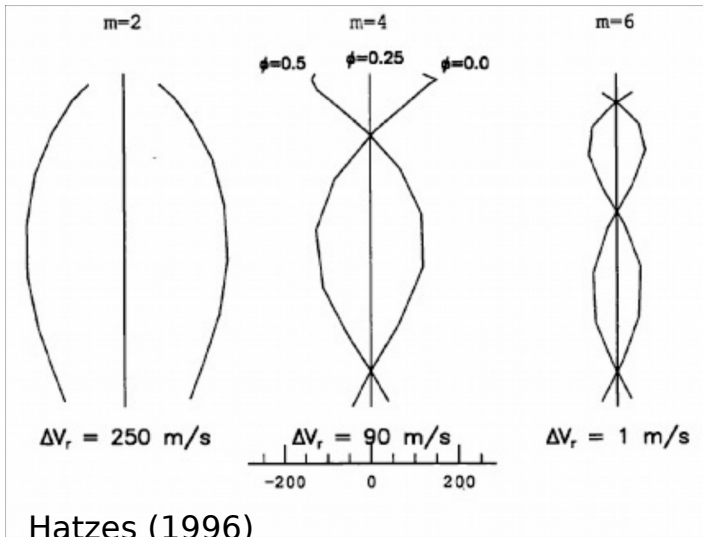


✓ Yıldızlarda gözlenen zonklama olgusu da dikine hız değişimlerine neden olur. Zira yıldızın bir bölümü gözlemciye yaklaşırken, çizgi oluşumuna bu bölümden gelen katkılar **maviye kayma**; diğer bir bölümü gözlemciden uzaklaşırken, çizgi oluşumuna bu bölümden gelen katkılar ise **kırmızıya kayma** olarak algılanır.

✓ Zonklamanın bütünüyle çapsal (radyal) olması durumunda dikine hız değişimi düzenlidir ve dönme kaynaklı değişimlerden dönem ve genlik farklılıkları dışında ayırt edilebilmesine imkan yoktur.

✓ Güneş salınımlarının periyodu 5 dakika olduğu için neden oldukları dikine hız değişimlerini daha büyük dönemli olması beklenen gezegen kaynaklı dikine hız değişimlerinden ayırt etmek oldukça kolay olur.

✓ Zonklamanın çapsal olmaması durumunda ise dikine hız değişimlerine çizgi ortayı değişimleri etki eder (solda). Ortay değişimlerinin dikine hız değişimleriyle paralel gerçekleşmesi değişimin kaynağının yıldız kaynaklı olabileceğine işaret eder.

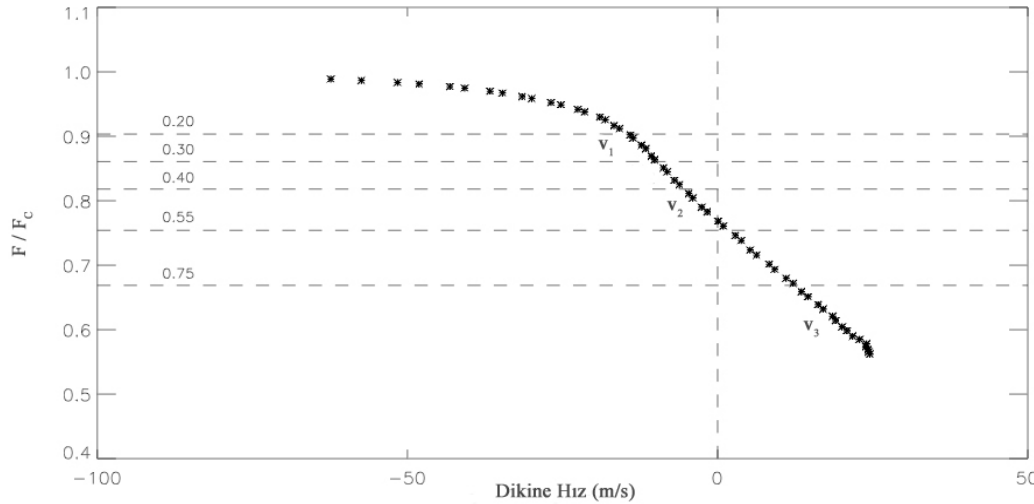


Hatzes (1996)

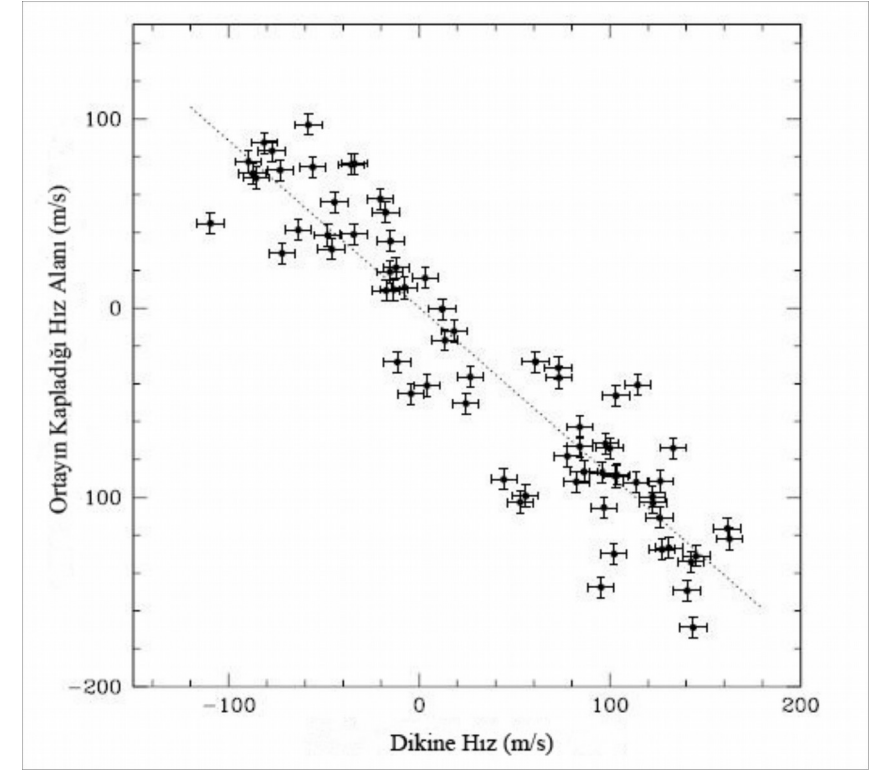
Yıldız Kaynaklı Dikine Hız Değişimlerinin Olası Gezegen Kaynaklı Değişimlerden Ayrılması

- ✓ **Değişim Dönemi:** Öncelikle dikine hız değişiminin dönemine bakılır. Zonklama kaynaklı değişimler kısa dönemli (5 dk - 4 sa) olabilirken gezegen kaynaklı değişimlerin zaman ölçeği daha uzundur. Zonklama kaynaklı değişimlerin doğru bir şekilde modellenmesi durumunda poz süreleri değişimin zaman ölçeğinde seçilerek yaratacakları gürültüden kurtulmak dahi mümkündür.
- ✓ Ayrıca, gezegen kaynaklı dikine hız değişimleri **katı bir döneme** (sisteme bağlı başka bir cisim olmaması durumunda sürekli aynı!) sahipken, manyetik etkinlik kaynaklı değişimler **çevrimsel** (Güneş'ten de bildiğimiz gibi!) bir nitelik taşır.
- ✓ **Değişim Genliği:** Dikine hız değişiminin genliği de kritik önem taşıyabilmektedir. Gezegen kaynaklı dikine hız değişiminin genliği bir dönemden diğerine değişmezken, özellikle manyetik etkinlik kaynaklı değişimlerin genliği (Güneş'ten de bildiğimiz üzere!) önemli ölçüde değişir.
- ✓ **Diğer Gözlemsel Belirteçler:** Manyetik etkinlik ve zonklama yıldızda sadece dikine hız değişimlerine değil, eş zamanlı olarak sıcaklık ve buna bağlı olarak renk değişimlerine de neden olur. Bu değişimler fotometrik gözlemlerde renk ölçeği değişimleri (B-V, V-R gibi), tayfsal gözlemlerde kalsiyum emisyon şiddeti değişimleri ($\log R_{HK}$, S-indeksi) ve H_{α} şiddeti belirteçlerle takip edilebilir. Bu değişimlerin yıldızın dikine hız değişimine eş dönem ve genikle gerçekleşmesi değişim kaynağının yıldıza ilişkin olgular olabileceğine delil teşkil eder.
- ✓ Dikine hız değişimine dönem ve genlikçe paralel gerçekleşen **çizgi ortayı değişimleri** de, kaynağın bir gezegen değil de yıldıza ait olgular olduğu şeklinde yorumlanır.

Yıldız Kaynaklı Dikine Hız Değişimlerinin Olası Gezegen Kaynaklı Değişimlerden Ayrılması



Manyetik etkinlik ya da çapsal olmayan zonklamalar kaynaklı değişimlerin neden olabileceği çizgi asimetrisinin iyi bir ölçütü çizgi ortayının şeklindedir. Böyle bir etkinin varlığı durumunda ortay dik bir doğru olmaktan sapar. Asimetrinin ölçütü ortayın dik bir doğrudan sapma miktarını sayısallaştıracak herhangi bir ölçüt olabilir. Burada iki farklı çizgi derinliğinden ölçülen hızların ortalamaları arasındaki farklar ($v_3 - v_1$) olarak tanımlanan **ortayın kapladığı hız alanı** ölçütü verilmiştir. Literatürde başka ortay ölçütleri de tanımlanmıştır (Baştürk vd. 2011).



Queloz vd. (2001) tarafından HD 166435 yıldızı için tespit edilen **dikine hız ile ortayın kapladığı hız alanı arasındaki ilişki**. Bu ilişki dikine hız değişiminin ötegezegen kaynaklı değil, manyetik etkinlik kaynaklı olduğunu düşündürmektedir.

Kaynaklar

- ✓ Mayor, M., Queloz, D., 1995, *"A Jupiter-mass companion to a solar-type star"*, Nature, 378, 355-359
- ✓ Marcy, G.W., Butler, P.R., 1996, *"A Planetary Companion to 70 Virginis"*, Astrophysical Journal Letters 464, L147
- ✓ Latham, D.W., Mazeh, T., Stefanik, R.P., Mayor, M., Burki, G., 1989, *"The unseen companion of HD 114762 : a probable brown dwarf"*, Nature, 339, 38
- ✓ Latham, D.W., 2012, *"The unseen companion of HD 114762"*, New Astronomy Reviews, 56, 16
- ✓ Butler, R. Paul; Marcy, Geoffrey W.; Williams, Eric; vd., 1997, *"Three New ``51 Pegasi-Type'' Planets"*, Apj, 474, 115
- ✓ Anglada-Escudé, Guillem; Tuomi, Mikko; Gerlach, Enrico, vd., 2013, *"A dynamically-packed planetary system around GJ 667C with three super-Earths in its habitable zone"*, A&A, 556, 126
- ✓ Butler, R. Paul; Marcy, Geoffrey W.; Fischer, Debra A.; vd., 1999, *"Evidence for Multiple Companions to ν Andromedae"*, Apj, 526, 916
- ✓ Baştürk, Ö., 2012, *"Soğuk Yıldızlarda Farklı Hız Alanlarının Ayrılması: Ötegezegen Keşfindeki Zorlukların Aşılması"*, Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü
- ✓ Baştürk, Ö.; Dall, T. H.; Collet, R.; Lo Curto, G.; Selam, S. O., 2011, *"Bisectors of the HARPS cross-correlation function. The dependence on stellar atmospheric parameters"*, Astronomy & Astrophysics, 535, 17