

INLEIDING STERRENKUNDE

College 7. Afstandbepaling en interstellaire materie.

Afstandsbe-paling.

Voor nabije sterren gaat dit via de *Trigoniometrische Parallax*, zoals al behandeld.

De ESA astrometrische satelliet *HIPPARCOS* (1989 – 1993) heeft van de 120,000 sterren tot magnitude 12 de positie, afstand en *Eigen Beweging* gemeten tot een nauwkeurigheid van ongeveer 0,001 boogseconde.

Verder in de *TYCHO* catalogus meer dan een miljoen sterren met lagere nauwkeurigheid.

In 2000 zal ESA naar verwachting de satelliet *GAIA* goedkeuren. Deze zal *alle* sterren tot magnitude 20 waarnemen (meer dan een miljard) met nauwkeurigheden van 0,003 bij magnitude 12 tot 0,2 bij magnitude 20.

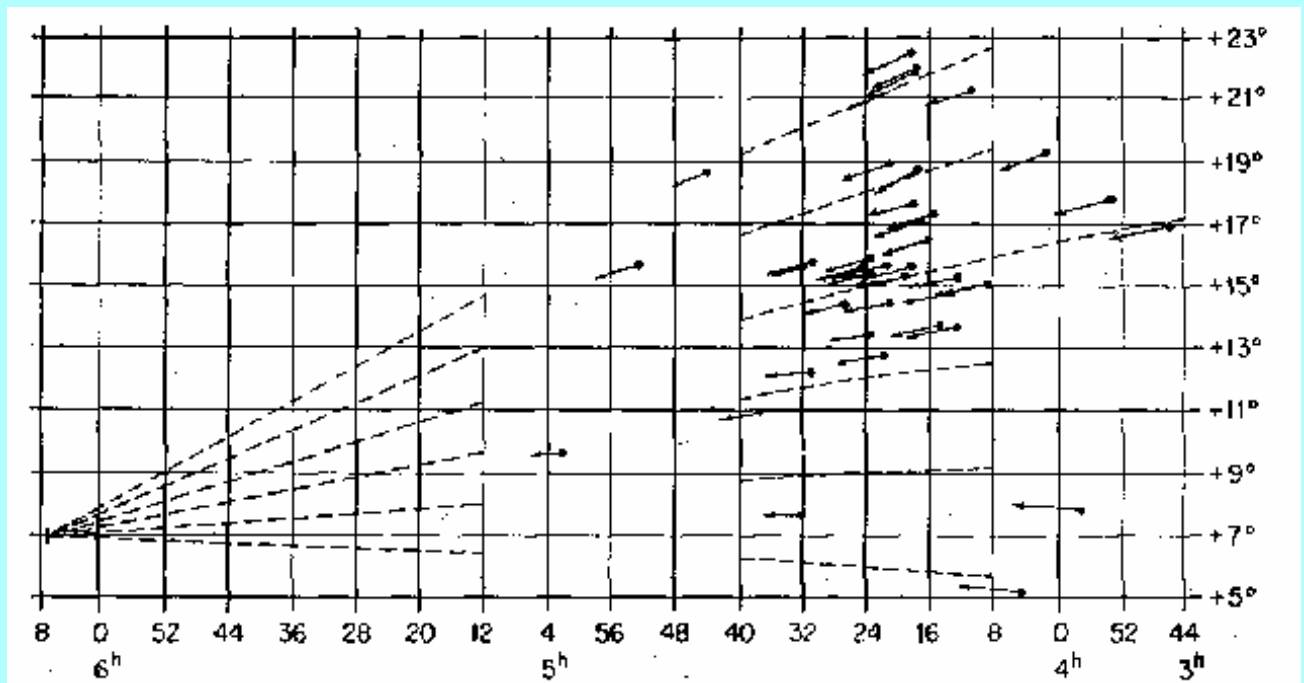
Dan zal van ongeveer 1% van de sterbevolking van ons Melkwegstelsel de afstand redelijk tot zeer nauwkeurig bekend zijn.

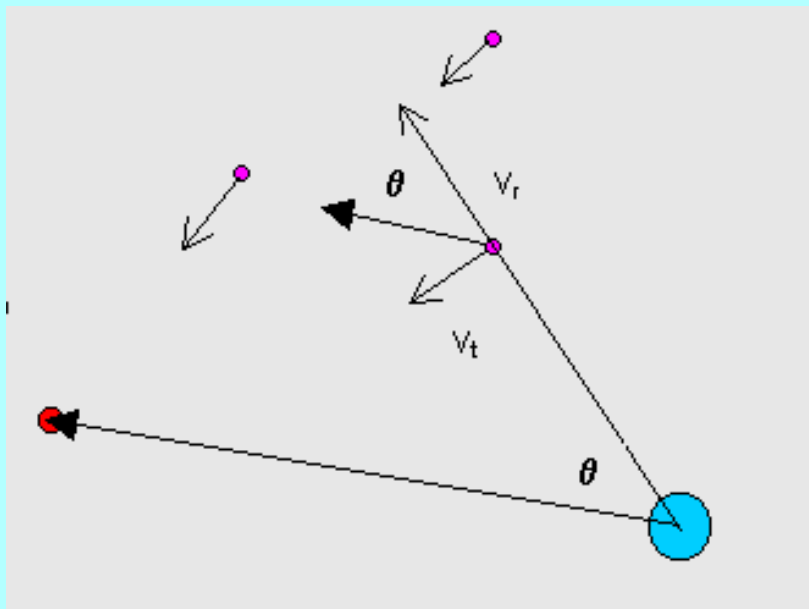
Stroomparallax (“Moving cluster method”).

Sterren in een (open) cluster bewegen in de ruimte t.o.v. de zon als geheel, dus met evenwijdige snelheden.

Dat geeft **eigen bewegingen**, die door het perspectief wijzen naar één punt; het **convergentiepunt**. Vergelijk dit met treinrails, die aan de horizon lijken samen te komen.

Hieronder de eigenbeweging van de nabije cluster **Hyaden**.





Dus voor elke ster weten we de hoek θ tussen de gezichtslijn en de ruimtelijke snelheid V .

Nu weten we de **eigen beweging** μ in boogseconden per jaar. Als de **parallax** p is dan kunnen we uit de definitie van de parallax uitrekenen, dat de **tangentiële snelheid** V_T gelijk is aan

$$V_T = 4.74 \frac{\mu}{p} = V \sin \theta$$

met V_t in km/sec. Natuurlijk is de radiële snelheid V_R te meten uit de **Dopplerverschuiving** van de spectraallijnen en

$$V_R = V \cos \theta$$

Dan is de afstand r in parsecs

$$r = \frac{1}{p} = \frac{V_R \tan \theta}{4.74 \mu}$$

De **Hyaden** zijn jarenlang hiervoor gebruikt.

De afstand was bekend als ongeveer **45 pc**. Met de satelliet **HIPPARCOS** is de afstand nu bepaald met trigonometrische parallaxen van een groot aantal individuele sterren. De afstand is dan **46.34 ± 0.27 pc** en de afmeting ongeveer **10 pc**.

Met deze cluster (en afstanden van nabije sterren) weten we nu dus de absolute magnitude van hoofdreekssterren.

Hiermee kunnen we afstanden van andere clusters bepalen.

Seculaire parallax.

De zon beweegt t.o.v. het gemiddelde van de sterren in de omgeving.

Dit zien we op dezelfde wijze terug in een systematisch patroon van eigen bewegingen van heldere sterren (bovenop hun eigen willekeurige bewegingen), die naar het **zons-apex** wijzen.

De positie hiervan is (in **Rechte Klimming** α en **Declinatie** δ ; coördinaten aan de hemelbol elders te behandelen)

$$\alpha \sim 18^{\text{h}} 00^{\text{m}} ; \delta \sim +30^{\circ}$$

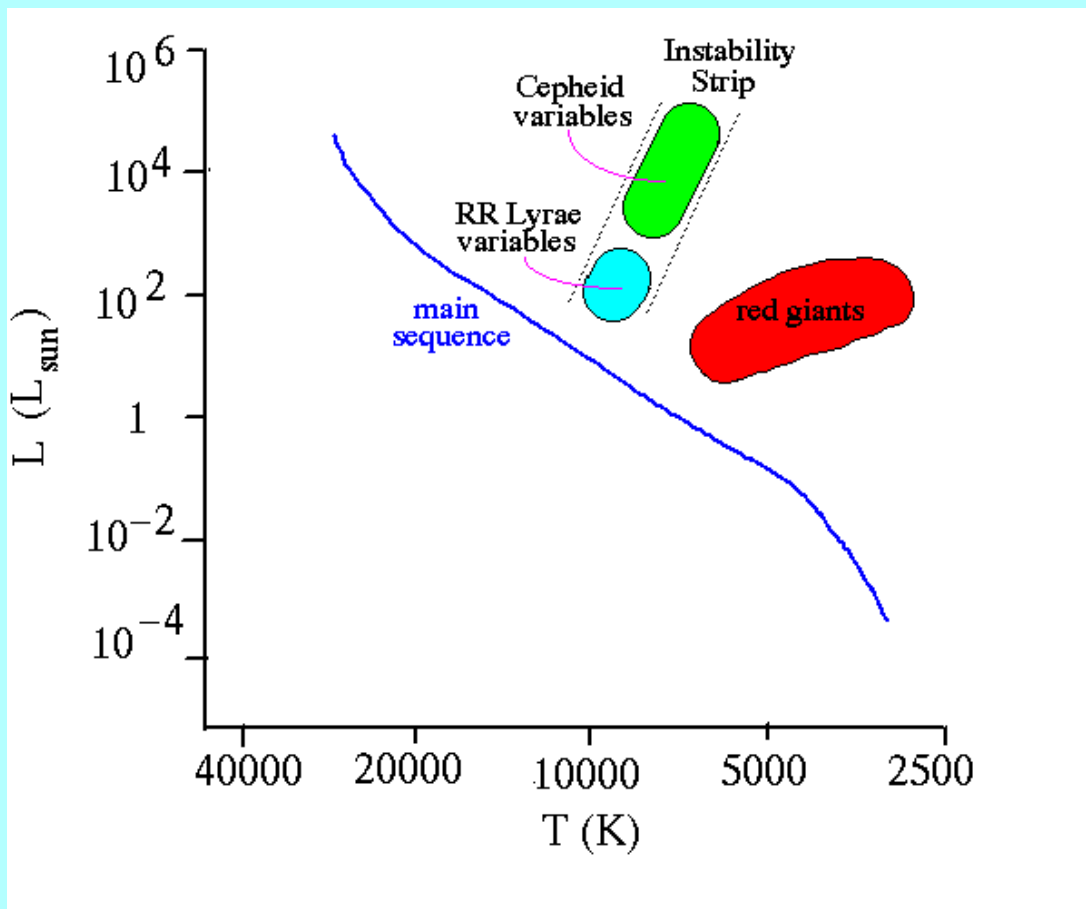
Dit gaat niet nauwkeurig door deze willekeurige bewegingen van de sterren.

Uit radiële snelheden volgt ook de ruimtelijke snelheid van de zon als $\sim 20 \text{ km/s}$.

Hiermee kan **statistisch** van elke ster een schatting van de afstand gemaakt worden.

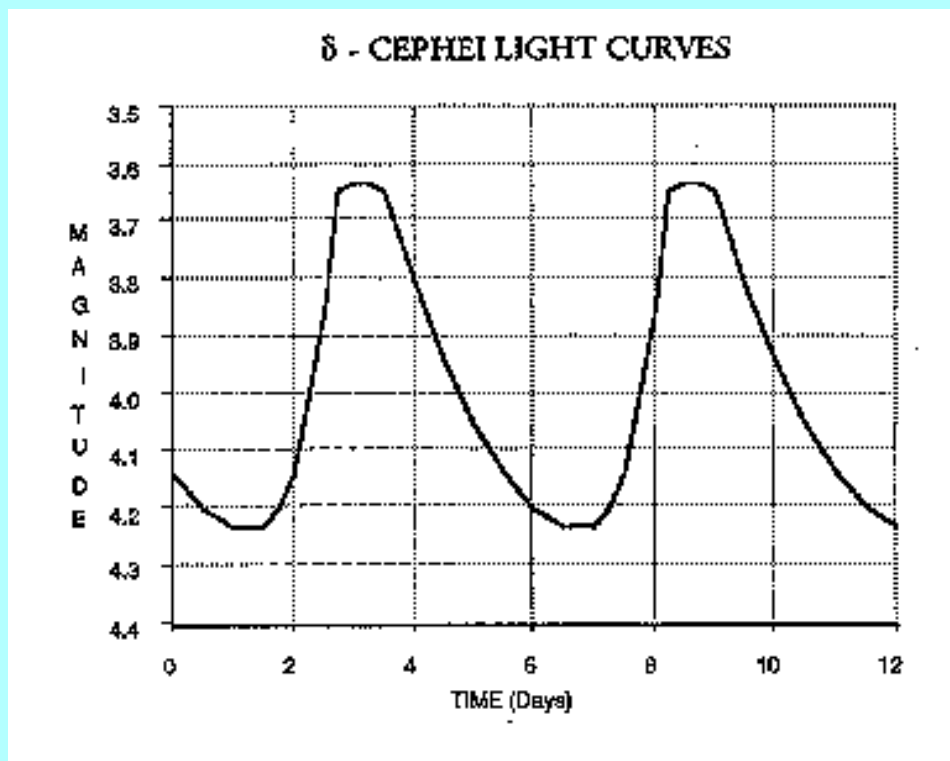
Cepheiden.

Als zware sterren van de hoofdreeks af bewegen, komen ze door een nauwe strook in het HR-diagram, dat **Instability strip** heet.



Deze sterren blijken instabiel te zijn en te **pulseren**.

Naar hun prototype δ Cephei heten ze **Cepheiden**, **W Virginis sterren** of **RR Lyrae sterren**. Wat het verschil is zullen we later zien.

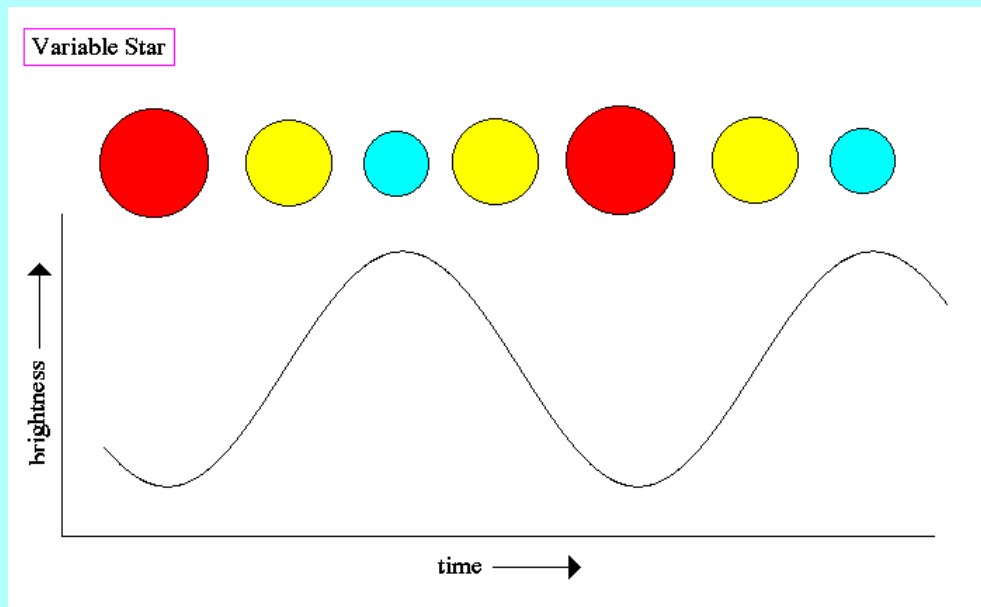


De pulsatie en variabiliteit komt, doordat in de buitenlagen van zulke sterren de He^+ nogmaals wordt geïoniseerd en daardoor die buitenlaag **on-doorzichtig** wordt.

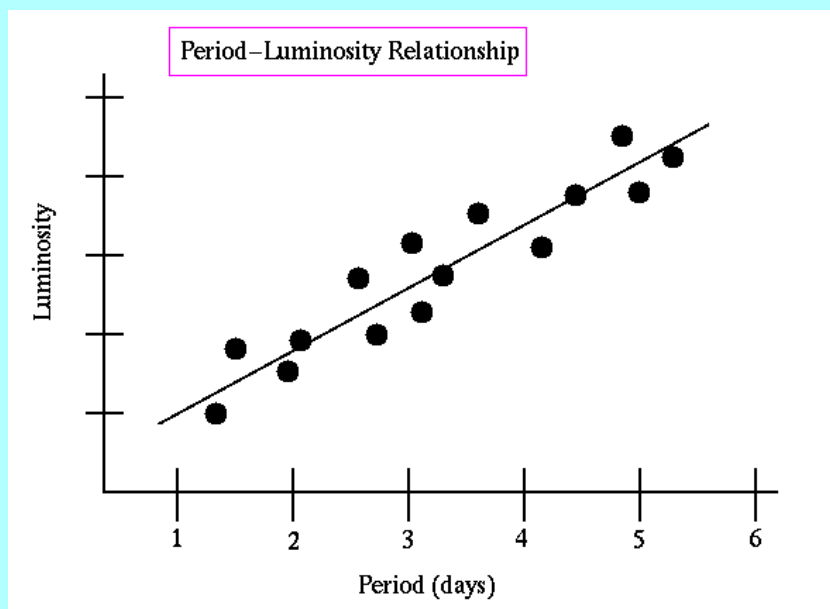
Dus de energie blijft even opgesloten. Daardoor **zet de ster uit**.

Maar dan koelt deze weer af totdat de He^{++} weer recombineert, zodat de laag weer **doorzichtig** wordt.

Dan ontsnapt weer energie door de laag en **trekt de ster weer samen**.



Er blijkt een nauwe relatie te zijn tussen de absolute magnitude en de periode, de zgn. **Periode-lichtkracht relatie**.



Dit is als volgt te begrijpen.

Neem weer de ruwe vergelijking voor de druk in een ster

$$\bar{p} \approx \frac{G\rho M}{R}$$

De pulsatie vatten we op als een geluidsgolf (het heeft tenslotte met druk te maken) in de ster met een golflengte van de orde van de straal R . De geluidssnelheid in een gas is

$$c_s = \sqrt{\frac{\gamma p}{\rho}}$$

Hier is $\gamma = c_p/c_v$ de verhouding van de specifieke warmten bij gelijke druk en volume.

Dus de periode P is

$$P \approx \frac{R}{c_s} \approx R \left(\frac{\gamma GM}{R} \right)^{-1/2}$$

Met $M \propto \rho R^3$ wordt dit

$$P \propto \frac{1}{\sqrt{\rho}}$$

of

$$\log P + 0.5 \log \rho = \text{constant}$$

Nu nemen we de dichtheid volgens $\rho = 3M/4\pi R^3$
en $L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4$:

$$\rho \propto T_e^6 L^{-3/2} M$$

En aangezien de bolometrische magnitude rechtstreeks van de lichtkracht L afhangt met

$$M_{\text{bol}} = -2.5 \log L + \text{constante}$$

krijgen we

$$\log P + \frac{1}{2} \log M + \frac{3}{10} M_{\text{bol}} + 3 \log T_e = \text{constant}$$

Hierin kunnen we de relatie al in principe zien. Want M en M_{bol} zijn gecorreleerd. De instability strip loopt bijna verticaal, dus T_e is bijna constant. Dan is er een relatie tussen M_{bol} en P .

Calibratie van de massa's als functie van de lichtkracht in de instability strip geeft

$$M_{\text{bol}} - M_{\text{bol},\odot} = -1.81 - 8.22 \log \frac{M}{M_{\odot}}$$

De bolometrische correctie volgt uit de gedetailleerde energie verdeling als

$$M_{\text{bol}} = M_V + 0.145 - 0.322(B - V)$$

De effectieve temperatuur hangt af van de kleurindex

$$\log T_e = 3.886 - 0.175(B - V)$$

En als we dit alles samen nemen krijgen we

$$\log P + 0.239M_V - 0.602(B - V) = \text{constant}$$

Omdat de instability strip smal is in $(B - V)$ en deze kleur index ongeveer constant (en dus alleen een kleine correctie) is er een nauwe **periode-lichtkracht relatie**.

Voor een ster kunnen we uit de periode de absolute magnitude schatten en met de schijnbare magnitude de afstand uitrekenen.

Het nulpunt moet wel gecalibreerd worden. Dit kan met pulserende sterren in **bolhopen** of nu met rechtstreekse afstanden met **HIPPARCOS**.

Interstellaire materie.

Diffuse nevels

Rond hete (en dus jonge sterren) bevindt zich gas, dat geïoniseerd wordt door de UV-straling.

Een goed voorbeeld is de **Orion-nevel**.



Het licht zien we, omdat er ook recombinitie optreedt. Dus er is een evenwicht in HI en HII.

Bij recombinitie vallen de electronen terug naar het grondniveau. Daarom zien we sterke **Balmerlijnen** $H\alpha$ (6560 Å), $H\beta$ (4860 Å), enz.

Ook kunnen andere atomen worden geïoniseerd, zoals **zuurstof**, **stikstof** en **zwavel** en daar zien we lijnen van (er is ook veel koolstof, maar dat heeft geen gunstige optische lijnen). De sterkste lijnen zijn van **OII**, **OIII**, **NII** en **SII**.

Dit zijn zogenaamde **verboden overgangen**. De electronen zich bevinden in **metastabiele** niveau's, waar ze lang in kunnen blijven. Daardoor zie je die niet in het laboratorium, want de tijd tussen botsingen is korter dan de verval-tijd.

In het interstellair medium is dat anders. Men duidt zulke lijnen aan als **[OIII]** (doublet bij 5000 Å), **[OII]** (doublet bij 3740 Å), **[NII]** (doublet rond $H\alpha$) en **[SII]** (doublet bij 6700 Å).

Deze lijnen zijn karakteristiek voor deze zogenaamde **HII-gebieden**.

Het gas kan ook “koud” zijn en dan noemt men het **HI**. Dit heeft een lijn in het radiogebied bij 21.1 cm golflengte (de **21-cm lijn**), die ontstaat in het grondniveau als het electron de richting van zijn **spin** omdraait.

Het stof tussen de sterren kan gezien worden als **donkere wolken**.

Hieronder een stuk van de **Melkweg**.



Soms wordt het stof ook beschoven door sterren en wordt het licht gereflecteerd. Dit heet **reflectie nevels**.

Bijvoorbeeld rond de helderste sterren van de **Plejaden**.



Het stof zorgt ook voor **interstellaire absorptie** of **extinctie**, alhoewel het voornamelijk reflectie is (als in de donkere wolken).

Dit gebeurt meer bij blauwe dan bij roodere golflengten. De absorptie coëfficiënt is ongeveer $\propto \lambda^{-1}$. Daarom heet het ook wel **verroding**.

Men drukt de absorptie A_V (dus hier in de V-band) uit in magnituden:

$$(m_V)_o = m_V - A_V$$

In de Melkweg is A_V ongeveer 2 magnituden per kpc.

Door de golflengte afhankelijkheid veranderen ook de kleur-indices. Men heeft dan het **kleur-excess**

$$E_{B-V} = (B - V) - (B - V)_o$$

Er geldt vanwege de eigenschappen van de stoffdeeltjes

$$A_V \approx 3E_{B-V}$$

$$E_{U-B} \approx 0.8E_{B-V}$$

In het twee-kleuren diagram gaat de absorptie of verroding langs een schuine lijn naar rechts-onder.

Dit was te zien in het twee-kleuren diagram van sterren.

