

Een algemene inleiding in de Astronomie

Samengesteld door:
A. van der Hoeven



Astronomie en levensloop van sterren

strijd tegen de zwaartekracht

A. van der Hoeven – Emmauscollege Rotterdam

en

Junior College Utrecht



Uitgegeven door: Nederlandse Onderzoeksschool voor Astronomie



M106: Een stelsel met zo'n 10^{12} sterren op een afstand van 25 miljoen lichtjaar van ons eigen melkwegstelsel. In hetzelfde gebied zijn nog zeer veel andere sterrenstelsels zichtbaar. Opname gemaakt op 25-03-2012 door A. vd Hoeven

Colofon

Hoofdstuk 1 t/m 4 is geschreven (en/of vertaald) door André vd Hoeven, docent natuurkunde aan het Emmauscollege te Rotterdam.

Hoofdstuk 5 en 6 zijn afkomstig uit de module Levensloop van Sterren voor de lessen Natuur, Leven en Technologie. Deze zijn aangepast voor gebruik in dit boek. De module is op 4 juni 2009 gecertificeerd door de Stuurgroep NLT voor gebruik op het vwo in domein D (Stellaire informatie en processen). Het certificeringsnummer is X203-038-VD.

Deze module is gemaakt in opdracht van het Junior College Utrecht (www.uu.nl/jcu) en ontwikkeld door een ontwikkelteam onder leiding van Florine Meijer.

Met bijdragen van:

- SRON (www.sron.nl)
prof. dr. Frank Verbunt, prof. dr. Henny Lamers, dr. Onno Pols, dr. Jacco Vink, prof. dr. John Heise, drs. Sarka Jiraskova
- Junior College Utrecht
Florine Meijer, Frans Teeuw, Ton van der Valk
- Partnerscholen van het JCU
KSG de Breul te Zeist: Jan Noij, Henk Hummelen, Frank Boekhorst
Utrechts Stedelijk Gymnasium: Nico Bosman
Het Baarnsch Lyceum: Wim Theulings
Stedelijk Gymnasium Johan van Oldebarnevelt, Amersfoort: Bart Buis-
kool
Revius Lyceum te Doorn: Pim Backer



Voor de hoofdstukken uit de NLT module geldt een Creative Commons Naamsvermelding – Niet-commercieel – Gelijk delen 3.0 Nederland Licentie: creativecommons.org/licenses/by-nc-sa/3.0/nl.

Het auteursrecht op de hoofdstukken 5 en 6 berust bij het Junior College Utrecht.

De auteurs hebben bij de ontwikkeling van dit boek gebruik gemaakt van materiaal van derden. Waar dat is gebeurd, is zo veel mogelijk de bron vermeld en gaat het, tenzij anders vermeld, om een soortgelijke of ruimere licentie. Mocht er onverhoopt toch materiaal zijn opgenomen waarvan de bronvermelding of licentie niet correct zijn weergegeven, dan verzoeken we u contact op te nemen met de auteur.

Dit boek is met zorg samengesteld. De auteur aanvaardt geen enkele aansprakelijkheid voor enige schade voortkomend uit (het gebruik van) dit boek.

Voorpagina: Een afbeelding van de Olifantenslurf Nevel gemaakt door de auteur samen met D. Verloop. We zien een pilaarvormige stofrest van de moleculaire stofwolk die door de stralingsdruk, afkomstig van de pas ontstane sterren in het midden van de wolk (hier linksboven), weggeblazen is. Alleen de stofresten rondom de protosterren zijn achtergebleven. Hier vindt dus de geboorte van sterren plaats.

Inhoudsopgave

Inleiding	5
1 Wat zien we aan de hemel?	6
1.1 De sterrenhemel	6
1.1.1 De hemelbol	10
1.2 De zon en de maan	13
1.2.1 De maanfasen	13
1.2.2 Verduisteringen	13
1.2.3 Maansverduisteringen	14
1.2.4 Zonsverduisteringen	17
1.3 Planeetbewegingen aan de hemel	20
1.4 Andere hemellichamen waarneembaar met het blote oog	21
1.5 Oefeningen	22
2 De ontwikkeling van ons wereldbeeld	24
2.1 Inleiding	24
2.2 De wetenschap en zijn methoden	24
2.3 Van geocentrisme naar heliocentrisme	26
2.3.1 Het Griekse geocentrische wereldbeeld	27
2.3.2 De eerste stap van de kosmische ladder: Parallax	28
2.3.3 Het heelal van de sferen	32
2.3.4 Het heliocentrisch wereldbeeld	33
2.4 De wetten van Kepler	39
2.4.1 De eerste twee wetten van Kepler	41
2.4.2 De derde wet van Kepler	42
2.5 Conclusie	43
2.6 Oefeningen	44
3 Zwaartekracht en de moderne astronomie	45
3.1 Inleiding	45
3.2 Galileo Galilei en zijn telescoop	45
3.2.1 De fasen van Venus	48
3.3 Newton en zijn bewegingswetten	49
3.3.1 Newton en de wetten van Kepler	52
3.4 Newton voorbij	56
3.4.1 De algemene relativiteitstheorie	56
3.4.2 Bewijzen voor de algemene relativiteitstheorie	57
3.5 Conclusie	60

4	Meten aan sterren	61
4.1	Inleiding	61
4.2	Lichtkracht	61
4.3	Oppervlaktetemperatuur van sterren	64
4.4	De grootte van sterren	69
4.5	Hertzsprung-Russel (HR) diagrammen	71
4.5.1	De tweede stap van de kosmische ladder: Afstandsbepaling met het HR-diagram	73
4.5.2	De derde stap van de kosmische ladder Magellaanse wolken en Cepheïden	75
4.6	De laatste stap van de kosmische ladder: De wet van Hubble	77
4.7	Conclusie	79
5	De structuur van sterren	82
5.1	Inleiding	82
5.2	Sterren: gasbollen in evenwicht	82
5.2.1	Hydrostatisch evenwicht	82
5.2.2	Energie-evenwicht	84
5.3	Kernfusie	87
5.3.1	Voorwaarden voor kernfusie	87
5.3.2	Energieproductie door kernfusie	88
5.3.3	Waterstoffusie in meer detail	89
5.3.4	Heliumfusie	91
5.4	De levensduur van sterren	92
5.4.1	De levensduur van de zon	92
5.4.2	De levensduur van andere sterren	93
5.4.3	Leeftijdsbepaling van sterren in sterrenhopen	95
5.5	Conclusie	98
6	De levensloop van sterren	99
6.1	Inleiding	99
6.2	Het ontstaan van sterren	100
6.3	De levensloop van lichte sterren	103
6.3.1	De hoofdreeksfase	103
6.3.2	De rode-reusfase: het begin van het einde	104
6.3.3	De latere evolutiefasen: heldere rode reuzen	105
6.3.4	Witte dwergen: de overgebleven pitten van dode sterren	106
6.4	De levensloop van zware sterren	108
6.4.1	Het einde van zware sterren	109
6.4.2	Neutronensterren en zwarte gaten	111
6.5	Waarnemingen: een nieuwe ster in het oude China	111
6.6	Zwarte gaten	114
6.6.1	Wat is ontsnappen aan de gravitatiekracht?	114
6.6.2	De ontsnappingssnelheid van een zwart gat	117
6.7	De cyclus is rond	118
6.7.1	Kosmische recycling	118
A	Formulebladen	122
B	Oefenopgaven toets	124

Inleiding

In dit boek kijken we naar de levensloop van sterren. De doelgroep is leerlingen op 6-VWO niveau met natuurkunde in hun pakket of voor hobbyisten die zich verder willen verdiepen in de sterrenkunde. Hierbij is te denken aan gebruik op bijvoorbeeld sterrenwachten.

In het eerste hoofdstuk ontdekken we wat we met het blote oog aan de hemel kunnen zien. Tegenwoordig hebben we een hele andere kijk op de hemel als dat vroegere beschavingen hadden toen zij de hemel en de aarde nog als een perfect geheel zagen. In hoofdstuk 2 zien we hoe deze waarnemingen van de hemel geleid hebben tot het huidige beeld van het zonnestelsel. In hoofdstuk 3 maken we kennis met o.a. Isaac Newton en Johannes Kepler die met deze waarnemingen een beter natuurkundig model maakten van de bewegingen van sterren en planeten. In hoofdstuk 4 zien wat we kunnen meten aan sterren. We ontleden het licht van sterren om meer over hun eigenschappen te leren. Gelijk zien we hoe we hiermee de afstanden in het heelal kunnen bepalen. In hoofdstuk 5 leren we hoe sterren in elkaar zitten, waar ze uit bestaan en waar ze de energie vandaan halen om zo helder te stralen. In hoofdstuk 6 gaan we kijken hoe deze waarnemingen ons meer vertellen over de levensloop van sterren. Hoe ontstaan sterren, wat gebeurt er tijdens hun leven en hoe komen ze aan hun eind?



Figuur 1: De melkweg gezien vanuit ESO observatorium (Chili). Bron: ESO/H.H. Heijer

We gaan kijken wat we zoal kunnen zien aan de hemel zonder bijzondere hulpmiddelen als telescopen, camera's etc. Dit is namelijk ook wat de oude Grieken deden, en zij hebben met alleen deze waarnemingen al een behoorlijk reëel beeld kunnen krijgen van hoe ons zonnestelsel in elkaar zit. Laat je meevoeren en verbaas jezelf over wat er allemaal te ontdekken valt. Alvast een goede reis gewenst!

Hoofdstuk 1

Wat zien we aan de hemel?

In dit hoofdstuk maken we een reis langs de hemel om een aantal verschijnselen te bekijken die we met het blote oog waar kunnen nemen.

We bekijken wat we kunnen zien aan de hemel, belangrijke vragen hierbij zijn:

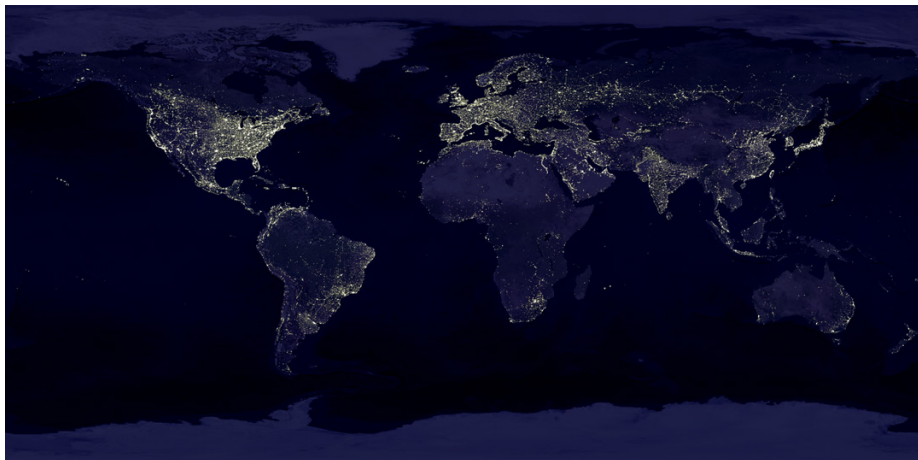
- Wat voor *informatie* levert wat we zien ons over onze plaats in het heelal?
- Waarom bewegen sommige sterren op een *bijzondere manier* langs de hemel?
- Verandert de sterrenhemel in de *tijd*?
- Wat zijn sterren? Hoe ontstaan ze en wat gebeurt er verder met ze?

Voordat we deze vragen in de volgende hoofdstukken kunnen beantwoorden moeten we er eerst achter komen wat we nu eigenlijk zien.

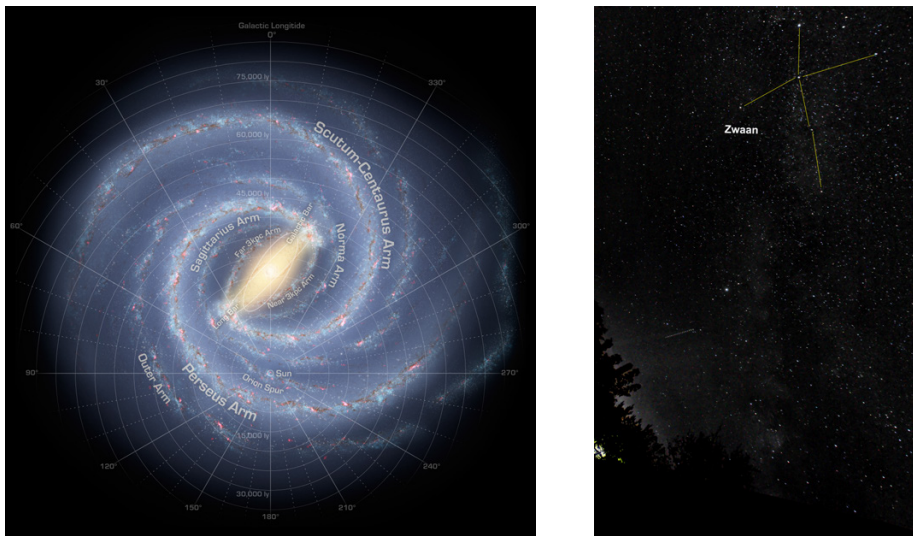
1.1 De sterrenhemel

lichtvervuiling = licht van steden e.d. dat ervoor zorgt dat de hemel niet helemaal donker meer is

In onze moderne wereld zijn er maar weinig mensen die kunnen ontsnappen aan het licht van de stad en onder een heldere hemel kunnen genieten van een onverstoorde sterrenhemel. In Europa is het vrijwel onmogelijk om nog plaatsen te vinden waar er geen sprake is van *lichtvervuiling* door o.a. steden en industrie (zie fig. 1.1).



Figuur 1.1: De lichtvervuiling op aarde. Bron: NASA



Figuur 1.2: Links: Een schematische voorstelling van de melkweg. Onze zon bevindt zich aan de buitenrand. Als we in de richting van de schijf kijken zien we de band langs de hemel. Zie ook fig. 1. Kijken we uit de schijf dan zien we veel minder sterren. Bron: NASA

Rechts: De melkweg zoals je die op een donkere plaats aan de hemel kunt zien. Bron: A. vd Hoeven, 05-05-2011 Bleialf, Duitsland

Gelukkig hadden onze voorouders wel de tijd en de mogelijkheden om dit te doen. De hemel op een heldere, onbewolkte nacht is een fantastisch gezicht, en dit was in vroeger tijden dan ook een populaire tijdsbesteding. Wanneer onze ogen zich aanpassen aan het duister, dan zien we een overvloed aan twinkelende sterren, van zwak tot sterk, van eenzame sterren tot grote groepen van sterren die bij elkaar lijken te horen. Wat verbazend is, is dat ieder stipje een ster is als onze zon, aangedreven door dezelfde processen. De samenstelling van de zon en hoe zijn gigantische energieproductie werkt is eeuwenlang een mysterie geweest, maar nu denken we dat de zon een bol is die vooral bestaat uit waterstof en helium, en dat zijn energie komt van kernreacties in het hart van de zon. Als je nu 's avonds naar de hemel kijkt, probeer je dan eens voor te stellen dat ieder stipje een zon is, en bedenk dan eens hoever deze sterren moeten staan om ze zo zwak te zien.

Hoeveel sterren zijn er in het heelal?

Ongeveer 5000 sterren kunnen we zien met het blote oog. Met telescopen zijn er meer dan 100.000.000.000 (100 miljard) sterren te zien alleen al in de grote schijf die we zien langs de hemel, de *melkweg*. Met de Hubble Space telescoop (zie volgende pagina) zijn foto's gemaakt van kleine stukjes hemel waarop enkele duizenden sterrenstelsels, vergelijkbaar met onze eigen melkweg, zichtbaar zijn (zie fig. 5.13). Er zijn waarschijnlijk 10^{10} - 10^{12} van deze sterrenstelsels. De huidige schatting van het aantal sterren in het heelal ligt ergens tussen de 10^{22} en 10^{24} sterren. (Om een idee te hebben dat zijn er meer dan dat er zandkorrels op aarde zijn).

melkweg = een grote groep sterren die door hun onderlinge zwaartekracht bij elkaar blijven. De zon is één van deze sterren.

De Hubble-ruimtetelescoop

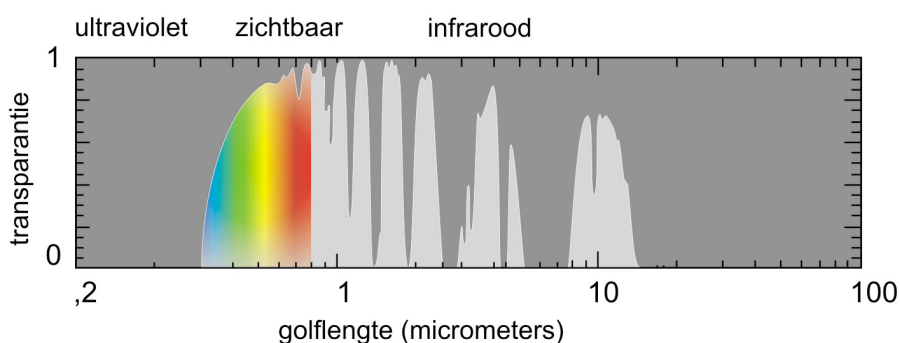
De Hubble-ruimtetelescoop werd op 26 april 1990 door het ruimteveer 'Discovery' in een baan om de aarde gebracht — 67 jaar nadat de Duitse ruimtevaartpionier Hermann Oberth op de mogelijke voordelen van sterrenkundig onderzoek vanuit de ruimte had gewezen. Reeds begin jaren zestig werden bij NASA serieuze voorstellen ingediend voor de realisatie van een ruimtetelescoop. Maar het project kreeg pas na een lange reeks haalbaarheidsonderzoeken in 1977 groen licht — het werd een gezamenlijke onderneming van NASA en ESA.

Wat beeldscherpte betreft levert de Hubble-telescoop nog steeds betere prestaties dan de telescopen op aarde. En dat terwijl hij met zijn hoofdspiegel van 2,4 meter bij lange na niet de grootste is. De telescopen op aarde hebben allemaal last van de twinkelingen die ontstaan als sterlicht door de turbulente lagen van de aardatmosfeer gaat. Dit vertroebelende effect heeft tot gevolg dat het oplossende vermogen van een telescoop — van welke grootte dan ook — nooit beter kan zijn dan ongeveer een halve boogseconde (1 boogseconde is $1/3600$ graad). De beeldscherpte van een ruimtetelescoop wordt uitsluitend bepaald door de grootte en kwaliteit van zijn optiek en de nauwkeurigheid waarmee het instrument tijdens een opname op een object gericht kan blijven. Hierdoor zijn Hubble-opnamen vijf keer zo detailrijk als soortgelijke opnamen met telescopen op aarde. Vanaf het aardoppervlak kunnen we met onze tele-

scofen krantenkoppen op een afstand van een kilometer lezen, met 'Hubble' ook de rest van de tekst!

Het is voornamelijk deze veel betere beeldkwaliteit die de ruimtetelescoop zo bijzonder maakt. Het instrument stelt astronomen echter niet alleen in staat om reeds bekende hemelobjecten veel gedetailleerder waar te nemen, maar ook om objecten te ontdekken die veel lichtzwakker zijn dan de objecten die vanaf de aarde zijn waargenomen. Aldus heeft 'Hubble' het astronomische gezichtsveld enorm vergroot.

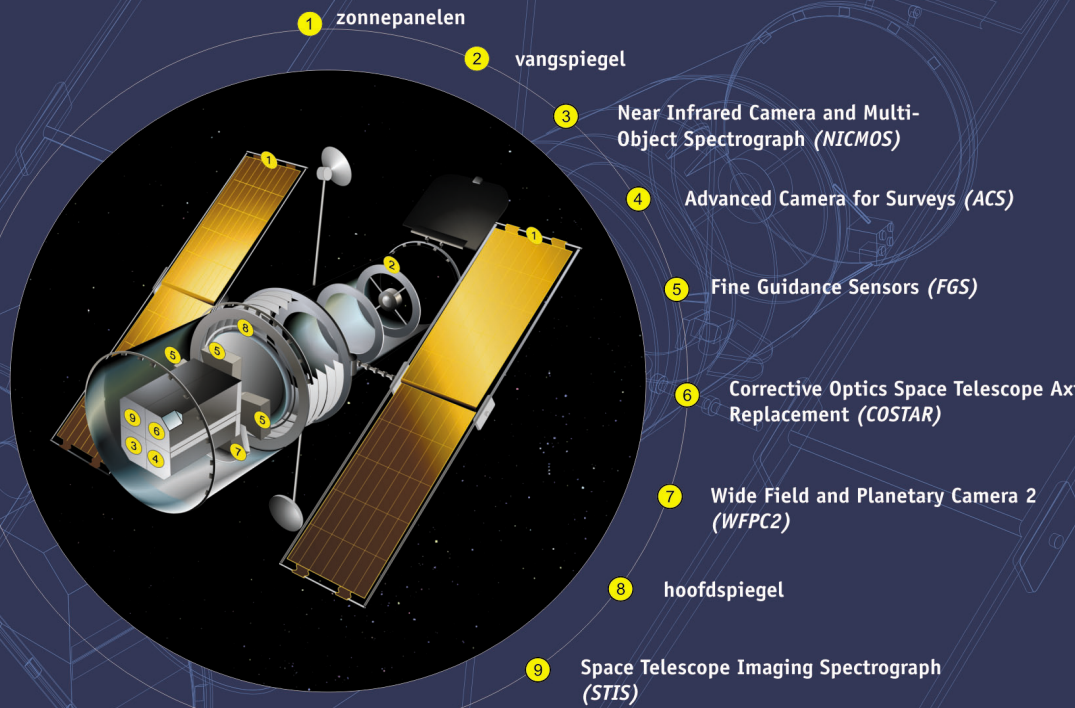
Ruimtetelescopen zijn ook in staat om straling in andere delen van het elektromagnetische spectrum te detecteren. Het golflengtebereik van telescopen op aarde is beperkt door de absorberende werking van de aardatmosfeer (zie fig. 1). Dat betekent dat 'Hubble' objecten niet alleen op zichtbare golflengten kan waarnemen, maar ook op ultraviolette en infrarode. Het ultraviolette deel van het spectrum is van groot belang voor astronomen, omdat hier de zogeheten 'atomaire overgangen' van veelvoorkomende elementen zichtbaar zijn. Alle scheikundige elementen hebben karakteristieke eigenschappen die ertoe leiden dat ze licht op bepaalde golflengten absorberen of juist uitzenden. Door in het spectrum van een object naar tekenen van emissie of absorptie van licht op deze golflengten te kijken, kunnen samenstelling, temperatuur en andere fysische eigenschappen ervan worden bepaald.



Figuur 1: De doorlating van straling door de aardatmosfeer

Hemelobjecten zenden licht en straling van allerlei golflengten uit, maar lang niet al deze golflengten kunnen de aardatmosfeer passeren: de betreffende straling wordt geabsorbeerd of verstrooid door atomen en moleculen in de lucht. De grafiek laat zien welke golflengten er wél worden doorgelaten: ultraviolet licht en een groot deel van het infrarood worden vrijwel geheel geabsorbeerd of verstrooid.

Hubble-ruimtetelescoop (anno 2002)



De instrumenten

'Hubble' heeft een aantal instrumenten aan boord – twee camera's, twee beeldspectrografen en een stelsel van richtsensoren – die allerlei soorten waarnemingen mogelijk maken.

De tweede Wide Field/Planetary Camera (WFPC2) is de belangrijkste camera van de ruimtetelescoop. Deze is met behulp van filters in staat om objecten te fotograferen in een golflengtegebied van 1000 nm (nabij-infrarood) tot 115 nm (ultraviolet).

De satelliet

hoofdspiegel	Ritchey-Chrétien optiek	2,4 m
totale lengte		15,9 m
middellijn (excl. zonnepanelen)		4,2 m
spanwijdte (incl. zonnepanelen)		12,1 m
gewicht		11.110 kg
richtnauwkeurigheid		7 milliboogseconde over 24 uur

De baan

hoogte (oorspronkelijk)		598 km
inclinatie op de evenaar		28,5 graden
missieduur		20 jaar (tot 2010)

Meer algemene en technische informatie over de Hubble-ruimtetelescoop van NASA/ESA is te vinden bij het Hubble European Space Agency Information Centre: <http://hubble.esa.int>

1.1.1 De hemelbol

De zon komt op in het oosten, en gaat onder in het westen. Ook de sterren komen op in het oosten en gaan onder in het westen. Dat kun je met eigen ogen zien! Kijk maar eens aan de hemel waar bepaalde sterren staan en kijk een half uur later weer. Je zult zien dat de sterren verplaatst zijn. Het lijkt wel of de sterren aan een hemelbol vastzitten, die in één etmaal (24 uur) om zijn as draait (fig. 1.3). Eén ster, de *poolster*, lijkt wel op zijn plaats te blijven staan. Dit komt omdat deze ster zich recht boven de rotatie-as van de aarde bevindt. Deze ster wijst je dus altijd het noorden aan!

poolster



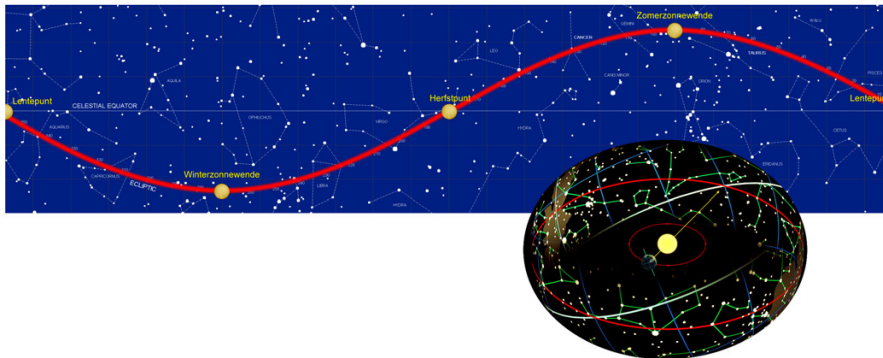
Figuur 1.3: Stersporen boven ESO observatorium, Chili. Door de camera een tijd open te laten staan zie je de beweging van de sterren. De poolster is hier niet te zien omdat dit het zuidelijk halfrond is.

Bron: ESO/I. Bonina

Opgave 1-1: verwerking: Stersporen

Schat de belichtingstijd van de foto in figuur 1.3.

Net als de sterren lijken ook de zon en de maan om de aarde te bewegen. Als we een paar dagen naar de zon kijken, dan kunnen we concluderen dat de zon gelijk op beweegt met de sterren. Maar als we goed kijken, direct na zonsondergang, dan zien we dat de sterren in de loop van de weken langzaam van positie lijken te veranderen ten opzichte van de zon. We kunnen dit laten zien door de sterren op een kaart te zetten, en te kijken welke sterren we net na zonsondergang en net voor zonsopgang zien. De zon bevindt zich dan tussen deze twee groepen sterren in. Als we dit doen zien we dat de zon naar het oosten lijkt te bewegen ten opzicht van de sterren. Dus het lijkt of de zon om de aarde beweegt maar niet zo snel als de sterren. Zie fig. 1.4



Figuur 1.4: Beweging van de zon door het jaar heen langs de sterrenhemel.

Hoe lang duurt het tot de zon weer op dezelfde plek staat?

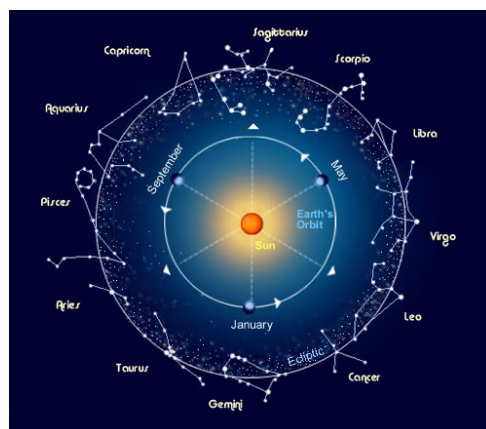
Dit zou je kunnen bepalen door te kijken wanneer dezelfde sterren weer zichtbaar zijn na zonsondergang. Je zou na een aantal cycli concluderen dat deze periode 365,25 dagen is en dat dit exact overeenkomt met de loop van de seizoenen. Zo zijn we aan ons jaar gekomen. Omdat het 365,25 dagen en niet 365 dagen is hebben we elke 4 jaar een schrikkeljaar om toch weer op hele dagen uit te komen. In de vroege geschiedenis zagen mensen al dat dezelfde sterpatronen terugkwamen bij bepaalde seizoenen. Zo kon men al, zonder kalender, seizoenen voorspellen en hier bijvoorbeeld de oogsten op afstemmen.

Dus voor een waarnemer op aarde lijkt de zon ieder jaar weer hetzelfde pad te volgen. Fig. 1.4 laat een band zien van 30° aan beide zijden van de *hemelequator*. Dit is de lijn die recht boven de evenaar van de aarde ligt. Het pad dat de zon volgt lijkt op en neer te bewegen langs de equator. Dit pad noemen we de *ecliptica*. (Deze naam komt van het feit dat zon- en maansverduisteringen (eclipsen) alleen optreden wanneer de maan zich op of rond deze lijn bevindt). De sterrenbeelden waardoor de zon beweegt noemen we de tekens van de *dierenriem* (zie fig. 1.5).

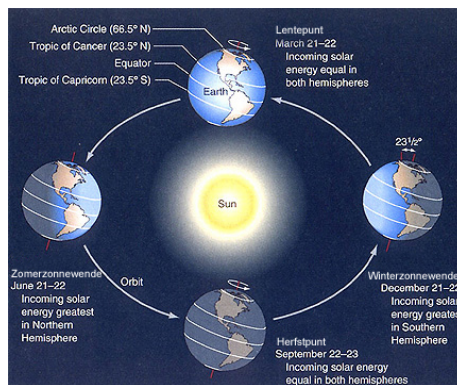
hemelequator

ecliptica

dierenriem = de 12 sterrenbeelden waar de zon in één jaar doorheen lijkt te bewegen.



Figuur 1.5: De sterrenbeelden waardoor de zon lijkt te bewegen, de zogenaamde dierenriem.



Figuur 1.6: De gekantelde rotatie-as van de aarde zorgt voor de seizoenen. Vergelijk de zomer/winterzonnewende met die in fig. 1.4

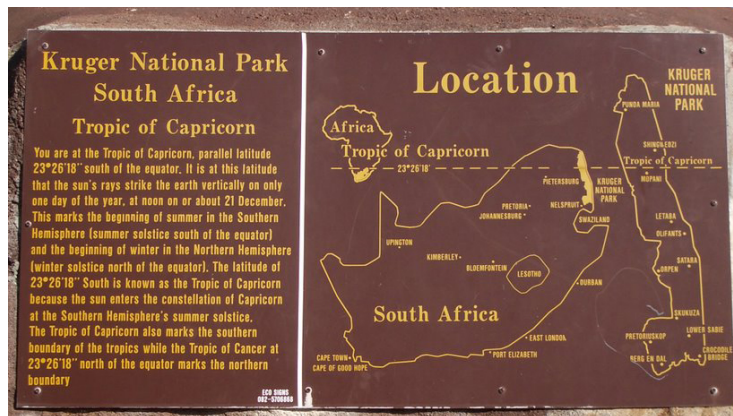
Je ziet dat de zon schijnbaar niet recht over de evenaar beweegt, maar er soms boven en soms beneden zit. Dit komt doordat de rotatie-as van de aarde niet loodrecht staat op het baanvlak van de aarde, maar er een hoek mee maakt van ongeveer 67° . Ten opzichte van de sterren blijft de rotatie-as tijdens de omwenteling om de zon dezelfde kant op staan (fig. 1.6). Het gevolg is dat wij *seizoenen* kennen.

seizoenen

kreeftskeerkring

zomerzonnewende

Op 20 juni komt de zon op zijn hoogste punt ten noorden van de evenaar. De zon staat dan loodrecht boven de zogenaamde *kreeftskeerkring*.¹ De dag op het noordelijk halfrond duurt het langst, en het is *zomerzonnewende*.



Figuur 1.7: In Zuid-Afrika kun je over de steenbokskeerkring rijden.

Bron: A. vd Hoeven

winterzonnewende

steenbokskeerkring

equinox

Op de *winterzonnewende* (21 december) staat de zon het verst naar het zuiden en is de dag op het noordelijk halfrond het kortst, het is nu dus zomer op het zuidelijk halfrond. De zon staat dan boven de *steenbokskeerkring*² (fig. 1.7). Daar tussenin, rond 20 maart en 22 september, staat de zon precies recht boven de evenaar. Dan duren dag en nacht precies even lang: dat noemen we de *equinox*. (Equinox is Latijn voor: gelijke nacht.)

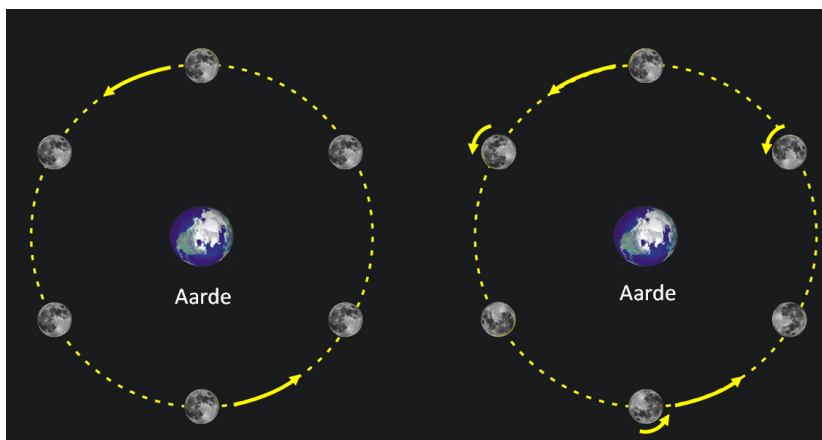
¹de lijn op $23,5^\circ$ NB waar de zon op de midzomer recht boven staat.

²de lijn op $23,5^\circ$ ZB waar de zon op de midwinter recht boven staat.

1.2 De zon en de maan

1.2.1 De maanfasen

Net zoals de zon en de sterren lijkt ook de maan om de aarde te draaien. Als je goed kijkt zie je dat je altijd hetzelfde beeld van de maan ziet (het gezicht van de maan). Je zou geneigd zijn om dus te zeggen dat de maan niet draait terwijl hij om de aarde beweegt, maar dit is niet waar. De maan moet terwijl hij om de aarde draait ook 1x om zijn as draaien (fig. 1.8) om altijd dezelfde kant te laten zien. Het feit dat de rotatieperiode van de maan zelf en de periode dat hij om de aarde draait hetzelfde is is trouwens geen toeval, maar is te danken aan de universele gravitatiewet waar we later nog kennis mee maken. Als we



Figuur 1.8: De maan roteert terwijl hij om de aarde draait. Als dit niet zo was zou een punt niet altijd vanaf aarde zichtbaar zijn (links), maar we weten dat we de maan altijd hetzelfde zien (rechts).

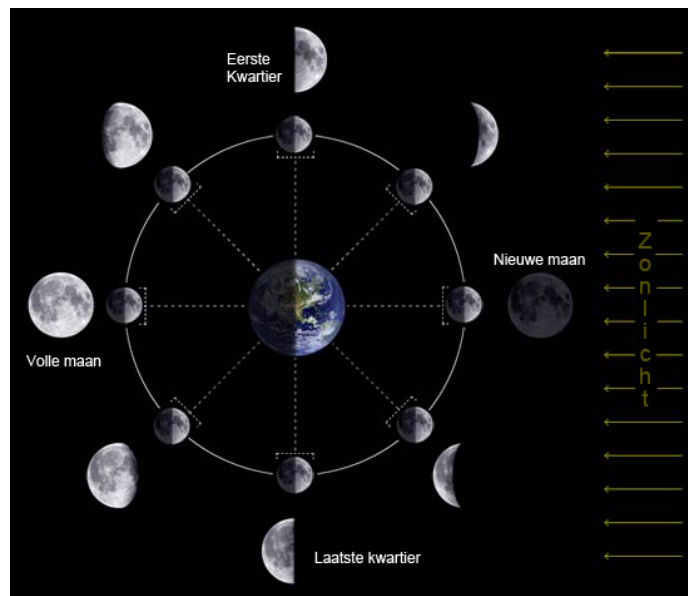
naar de maan kijken in de loop van de maand zien we het uiterlijk van de maan sterk veranderen. We zien de *maanfasen* (fig. 1.9), die al vanaf de oudheid verklaard worden door er vanuit te gaan dat dit met de positie van de maan, de zon en de aarde te maken heeft. Dit geeft dus aanwijzingen dat de maan om de aarde draait. Ook kunnen we aan de vorm van de schaduw zien dat de maan een bolvorm heeft.

maanfasen

1.2.2 Verduisteringen

“En het zal te dien dage geschieden, spreekt de Heere HEERE, dat Ik de zon op den middag zal doen ondergaan, en het land bij lichten dage verduisteren.” *Amos 8:9 Oude Testament*

Reeds in de bijbel werd melding gemaakt van een zonsverduistering. Dit zijn erg bijzondere verschijnselen die maar zelden waargenomen kunnen worden, daarom ook dat dit soort verschijnselen in oude geschriften vaak vermeld zijn. De hier genoemde verduistering is teruggeleid tot een verduistering die plaatsvond op 15 juni 763 v. Chr. Deze datum is bovendien bevestigd door een



Figuur 1.9: De maanfasen zoals we die vanaf aarde kunnen zien. Dit wordt veroorzaakt doordat de maan vanaf verschillende kanten belicht wordt door de zon.

Bron: http://www.phil-lowe.eu/moon_phases_diagram.jpg

Assyrisch geschrift welke bekend staat als het Eponym Canon. Hier wordt vermeld: "opstand in de stad Assur, in de maand Sivan. De Zon werd verduisterd."

Astrologen die in vroeger tijden deze verduisteringen konden voorspellen waren dan ook vaak zeer machtig aangezien aan deze verduisteringen vaak hemelse machten werden toegekend.

Wat zijn nu zon- en maansverduisteringen? En waarom zijn zonsverduisteringen zo zeldzaam, terwijl maansverduisteringen vrijwel iedere 2 jaar te zien zijn?

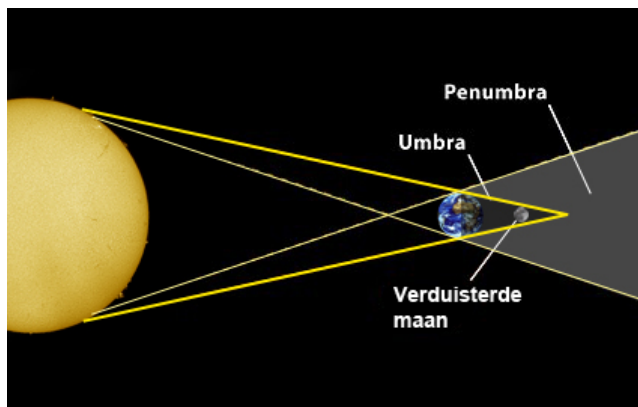
1.2.3 Maansverduisteringen

maansverduistering

Tijdens zijn omloop om de aarde komt de maan soms in de schaduw van de aarde terecht. Dit noemen we ook wel een *maansverduistering*. Dit gebeurt echter niet tijdens elke omloop. Waarom niet? Hier zijn een aantal redenen voor te noemen, namelijk:

- De zon en de maan zijn klein vergeleken bij hun afstand tot de aarde. De maan is zo'n 30 aarddiameters van ons vandaan. Dus het is vrij onwaarschijnlijk dat ze zo precies op één lijn staan dat de aarde de maan afschermt van de zon. Vergelijk het maar met een grapefruit in de zon en een ping-pong bal op zo'n 4 meter afstand die je in de schaduw van de grapefruit wil leggen.
- De kernschaduw van de aarde (ook wel de *umbra* genoemd) loopt uit in een punt die van de zon afgericht is (zie fig. 1.10). In deze richting is dus de *umbra* kleiner dan de aarde. Dit is omdat de bron van het licht, de zon, vele malen groter is dan de aarde. Op de afstand van de maan tot de aarde is de *umbra* nog maar $\frac{3}{4}$ van de aarddoorsnede.

umbra

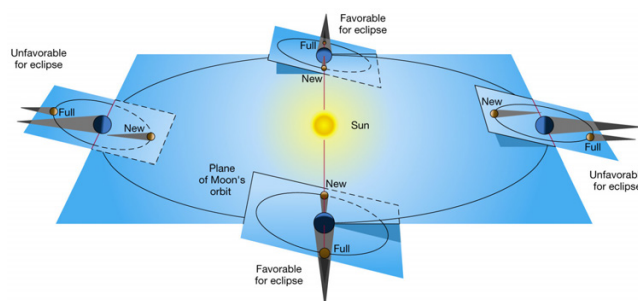


Figuur 1.10: De maan tijdens een maansverduistering. Duidelijk zichtbaar zijn de kernschaduw (umbra) en bijschaduw (penumbra).

- De maan kan zich ook in de bijschaduw (*penumbra*) van de aarde bevinden. Dan wordt maar een gedeelte van het zonlicht door de aarde tegengehouden. De penumbra is het meest donker dicht bij de umbra en wordt steeds lichter naar buiten toe. Als de maan aan de buitenkant van de penumbra passeert is er vrijwel niets te zien van een eventuele verduistering.
- De belangrijkste factor waarom er niet iedere omloop een verduistering is, in tegenstelling tot wat je zou verwachten, is omdat de baan van de maan een hoek maakt met de omloopbaan van de aarde, dit noem je de tilt. De tilt van de baan is ong. 5° . Dit betekent dat de schaduw van de aarde soms boven of onder de baan van de maan terechtkomt (zie fig. 1.11). De twee perioden waarin de schaduw de maan kan raken noemen we ook wel de *eclipsseizoenen* die ieder jaar optreden. Dus maansverduisteringen kunnen maar in twee korte perioden per jaar voorkomen. Doordat de gehele maan door de schaduw beweegt, is de verduistering echter vrijwel vanaf de gehele aarde waar te nemen. Dit type verduistering komt dus redelijk vaak voor (ong. 1x per 2 jaar) voor een willekeurige plaats op aarde.

penumbra

eclipsseizoenen

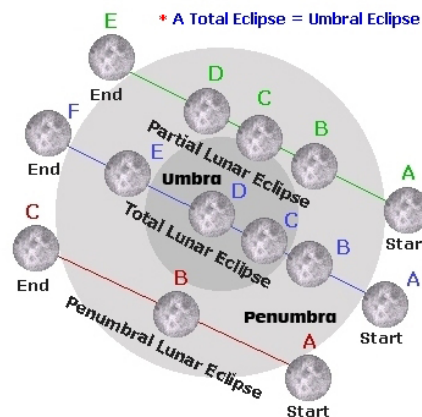


Figuur 1.11: De tilt van de baan van de maan om de aarde zorgt ervoor dat de schaduw van de aarde niet altijd op de maan valt.

Bron: <http://www.astro.psu.edu/users/cpalma/astro10/class3.html>

Typen maansverduisteringen

De maan kan dus op een aantal manieren door de schaduw van de aarde gaan, en dit zorgt voor verschillende soorten verduisteringen. In fig. 1.12 worden de verschillende soorten verduisteringen getoond, namelijk:



Figuur 1.12: De verschillende soorten maansverduisteringen.

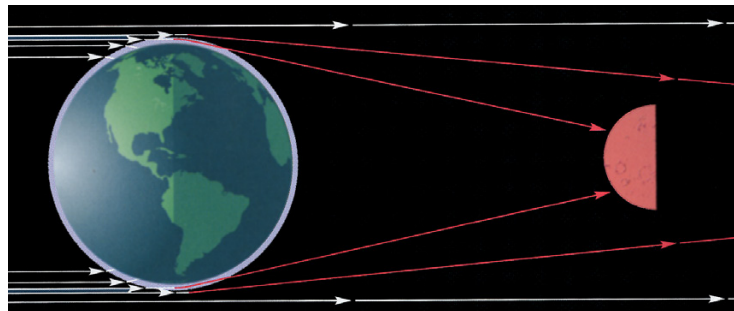
Bron: <http://home.hiwaay.net/~krcool/Astro/moon/mooneclipse/eclipsedemo.htm>

penumbrale maansverduistering

gedeeltelijke maansverduistering

totale maansverduistering

- Een *penumbrale maansverduistering* waarbij de maan alleen maar door de penumbra beweegt. Deze is te zien doordat de maan iets donkerder wordt dan normaal, maar voor de rest is hij nauwelijks waarneembaar.
- Een *gedeeltelijke maansverduistering* waarbij de maan half door de umbra gaat. Je ziet dit doordat de maan maar voor een deel donkerrood van kleur wordt.
- Een *totale maansverduistering* waarbij de maan volledig door de umbra gaat. Hierbij blijft de maan slechts zichtbaar als een donkerrode schijf. Een dergelijke verduistering kan maximaal zo'n 1,5 uur duren.



Figuur 1.13: De rode kleur van de maan komt door de buiging van het zonlicht door de aardatmosfeer. Het blauwe licht wordt het meest verstrooid en komt niet op de maan terecht. Het rode licht blijft over en dit zorgt voor de dieprode kleur tijdens de verduistering. (Dit is ook de reden waarom zonsondergangen rood gekleurd zijn en de hemel juist blauw is).

1.2.4 Zonsverduisteringen

We hebben gezien dat een maansverduistering optreedt wanneer de maan door de schaduw van de aarde beweegt. Een *zonsverduistering* treedt op wanneer de maan precies tussen de aarde en de zon door beweegt, zodat de maanschaduw op de aarde valt. Er is echter een wezenlijk verschil tussen zon- en maansverduisteringen. De grootte van de aarde is zodanig dat de kernschaduw tot wel zo'n miljoen km de ruimte in gaat, en dus is hij op de afstand van de maan tot de aarde groot genoeg om de gehele maan te bedekken. De kernschaduw van de maan komt echter maar zo'n 377.000 km ver van de maan af. Vergelijk dit met de afstand van de aarde tot de maan (384.000 km) en je begrijpt dat de schaduw van de maan nooit op de aarde zal vallen. De maan bevindt zich echter niet in een zuiver cirkelvormige, maar in een iets langgerekte (ellipsvormige) baan. Hierdoor varieert de afstand van de maan tot de aarde tussen de 356.400 en 406.700 km. Dus soms komt de maan dichtbij genoeg om een schaduw op de aarde te laten vallen. Wanneer dit gebeurt zien we één van de meeste spectaculaire natuurverschijnselen, een *gehele zonsverduistering* (zie fig. 1.14).

zonsverduistering

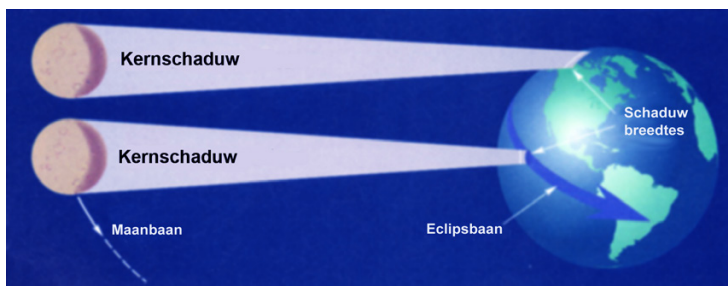
gehele zonsverduistering



Figuur 1.14: Opname van de zonsverduistering van 11 augustus 1999 in Noord-Frankrijk. Bron: A. vd Hoeven

De maximale breedte van de schaduw die op de aarde valt, wanneer de maan het dichtst bij de aarde is, is ong. 130 km. Dit betekent dat er maximaal een gebied van zo'n 400 km in de schaduwzone kan vallen, afhankelijk van de plaats waar de schaduw op de aarde valt (zie fig. 1.15). Dit gebied noemen we de *totale eclipszone*.

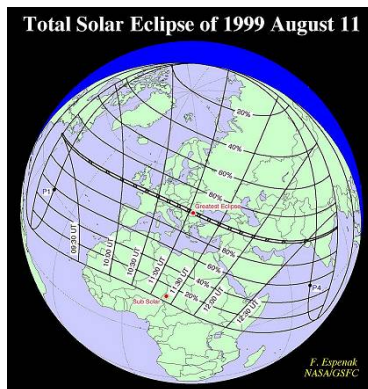
totale eclipszone



Figuur 1.15: De breedte van de eclipszone tijdens een zonsverduistering is afhankelijk van de plaats waar de schaduw op de aarde valt.

Dit verklaart waarom zo weinig mensen ieder jaar een gehele zonsverduis-

tering kunnen zien. Terwijl de maan langs de hemel beweegt zwiëpt de schaduw over de aarde. De strip die zo gevormd wordt kan duizenden kilometers lang zijn, en je moet je in deze smalle strook bevinden om de gehele verduistering te kunnen zien (fig. 1.16). De gehele verduistering duurt dan maximaal zo'n 7,5 minuten.



Figuur 1.16: Overzicht van de eclipszone van de zonsverduistering van 11 augustus 1999 (de donkere lijn in het midden).
Bron: NASA/F.Espenak



Figuur 1.17: Opname van de zonsverduistering van 11 augustus 1999 vanuit het MIR ruimtestation. Duidelijk is de umbra van de maan te zien.
Bron: CNES

Tijdens de verduistering is het donker genoeg om sterren en planeten aan de hemel te kunnen zien staan. Rondom de zon is de gloeiende buitenste atmosfeer, de *corona* te zien (zie fig. 1.14). Dit is een gaslaag van enkele miljoenen km dik die zich uitstrekt boven het oppervlak van de zon. Door de hoge temperatuur gloeit deze gaslaag, maar normaal gesproken kun je dat niet zien doordat dit licht veel zwakker is dan het licht dat rechtstreeks van de zon af komt. Een totale eclips is werkelijk een zeer bijzondere ervaring en als je ooit de kans hebt om er één op te zoeken kan ik dat zeker aanraden. De eerstvolgende totale verduistering in Nederland is pas in 2135, dus je zult wel een stukje moeten reizen. Een overzicht van wanneer er verduisteringen plaatsvinden is te vinden in fig. 1.18.

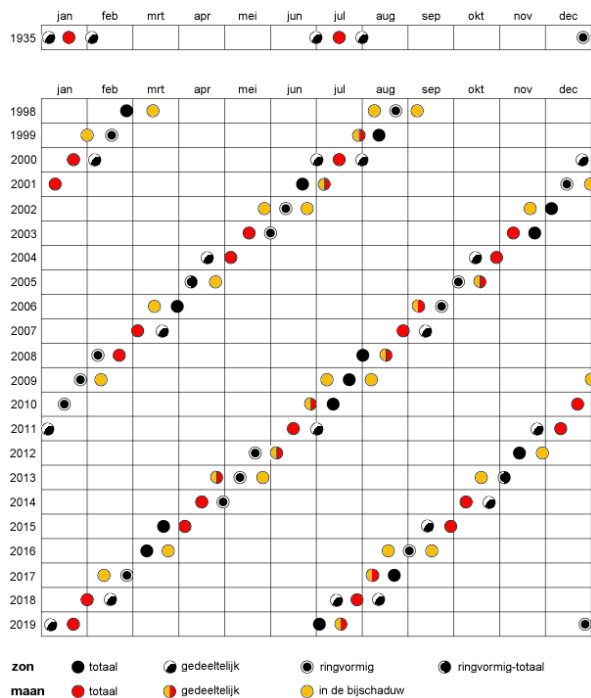
corona

Er kunnen nog twee soorten zonsverduisteringen plaatsvinden, namelijk:

- gedeeltelijke zonsverduistering.**

 - een *gedeeltelijke zonsverduistering* Deze zie je wanneer je je niet in de kernschaduw, maar in de bijschaduw van de maan bevindt. Het gebied waarin deze verduistering te zien is is vele malen groter dan de totale eclipszone (ongeveer 3000 km). De meest recente gedeeltelijke verduistering in Nederland was in 2008 en de volgende is op 4 januari 2011 te zien bij zonsopkomst.
- ringvormige zonsverduistering**

 - als de maan te ver van de aarde staat om de zon volledig af te dekken ontstaat er een *ringvormige zonsverduistering*. Hierbij zie je de maan voor de zon langs schuiven, maar blijft er rond de maan nog een ring van zonlicht zichtbaar (zie fig. 1.19).



Figuur 1.18: Een overzicht van alle zons- en maansverduisteringen van 1998-2018 op aarde. Duidelijk zichtbaar zijn de twee eclipsseizoenen per jaar.

Bron: Sterrenwacht Urania

Saros cycli

223 maanden duren vrijwel exact even lang als 18 jaar. Dat betekent dat om de achttien jaar zon, maan en aarde vrijwel dezelfde posities ten opzichte van elkaar innemen, en dat betekent op zijn beurt weer dat zons- en maansverduisteringen zich om de achttien jaar herhalen. Deze periode van achttien jaar, preciezer 6585,3 dagen (= 18 jaar + 10 of 11 dagen), heet Saros. Dit is duidelijk te zien in fig. 1.18 als je bijvoorbeeld kijkt naar de jaren 1999/2017 of 1998/2016.

Als de verhouding tussen de duur van jaar en maand exact gelijk zou zijn aan de ideale verhouding 223/18, zouden de verduisteringen zich onbeperkt herhalen. Maar omdat de werkelijke jaar/maand-verhouding iets van die ideale verhouding afwijkt, treden er kleine verschuivingen op, waardoor de reeks verduisteringen uiteindelijk afbreekt.

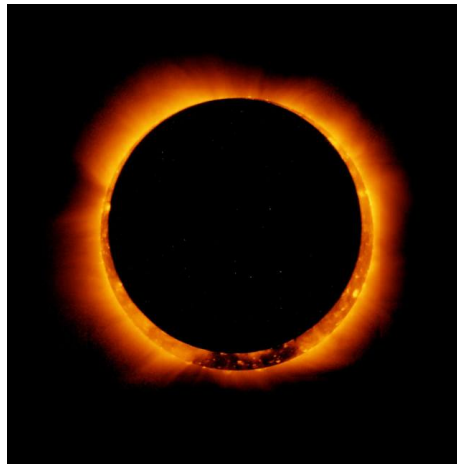
Een reeks bij elkaar horende verduisteringen heet een *Saros-cyclus* en bestaat een tijdvak van 1226 tot 1550 jaar. In dit tijdvak vindt 69 tot 87 keer een eclips plaats.

De saros was al aan de Babyloniërs bekend, met name als een beschrijving van maansverduisteringen, maar hij kan ook zonsverduisteringen voorspellen. In Griekenland ontdekten Meton en Euctemon de Saros in 432 v.Chr.

Op ieder moment zijn er zo'n 40 saros-series tegelijk actief. De totale verduisteringen van 1891, 1909, 1927, 1945, 1963, 1981, 1999, 2017, 2035 en 2053 bijvoorbeeld horen allemaal tot saros-145.

Zie <http://sunearth.gsfc.nasa.gov/eclipse/SEsaros/SEsaros145.html>

Saros-cyclus = een reeks verduisteringen die zich met een periode van 18 jaar herhaalt gedurende een tijdsspanne van 1226-1550 jaar.



Figuur 1.19: Een spectaculaire foto van de ringvormige zonsverduistering van 4 januari 2011 gezien vanuit de ruimte met de Hinode satelliet.
Bron: Hinode/XRT

1.3 Planeetbewegingen aan de hemel

Tot nu toe hebben we eigenlijk alleen nog maar naar de zon en de maan gekeken, en een beetje naar de sterren. We hebben echter nog een belangrijke groep hemellichamen niet behandeld, namelijk de planeten. Met het blote oog kun je vijf planeten als stipjes aan de hemel zien, nl. Mercurius, Venus, Mars, Jupiter en Saturnus.

Het woord 'planeet' komt van het Griekse woord *πλανητης* dat 'wandelbaar' betekent, en dat is wat ze doen. Net zoals de zon en de maan bewegen de planeten door de sterren heen langs de hemelbol. De zon en de maan gaan altijd oostwaarts, maar de planeten stoppen soms midden in hun beweging, draaien van richting om en bewegen dan weer terug voor een tijdje. Ze missen de simpele beweging zoals we die van de zon en de maan kennen.

Fig. 1.20 toont het pad dat Mars volgde langs de hemel in 2005. Zo'n beweging noemen we ook wel een *retrograde beweging*, omdat de beweging tegen de gewone richting in gaat. Deze beweging is kenmerkend voor planeten, incl. de later ontdekte planeet Neptunus en de *dwerfplaneet*¹ Pluto.

Hoewel de planeten ogenschijnlijk willekeurig door de sterrenhemel bewegen, zijn er toch grenzen aan hun bewegingsvrijheid. Zo zullen ze nooit meer dan een paar graden van de ecliptica af te vinden zijn. Mercurius en Venus hebben nog een beperking. Zij zijn nooit ver van de zon vandaan te vinden. We zien ze alleen vlak na zonsondergang of vlak voor zonsopgang. Mercurius bevindt zich zelfs zo dicht bij de zon dat hij moeilijk te vinden is, zelfs als je weet waar je moet zoeken. Je zal Venus en Mercurius dus nooit midden in de nacht aan de hemel zien staan. Een model voor de beweging van de planeten moet dus niet alleen de retrograde beweging kunnen verklaren, maar ook waarom de planeten zich vlakbij de ecliptica bevinden en waarom Venus

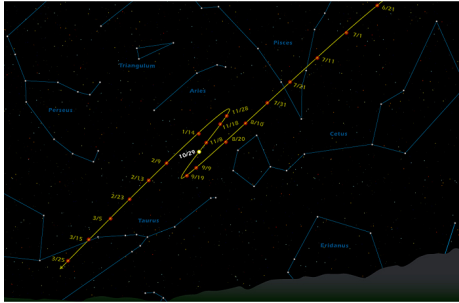
retrograde beweging

dwerfplaneet

ecliptica Het pad dat de zon langs de hemel af lijkt te leggen in een jaar tijd.

¹Pluto is sinds 24 augustus 2006 officieel geen planeet meer, maar een dwerfplaneet. Dit is vanwege de nieuwe definitie die op deze datum door de Internationale Astronomische Unie is bekrachtigd, waarbij een planeet de baan waar hij zich nu ook bevindt schoongeveegd moet hebben.

en Mercurius zich zo bijzonder gedragen. In het volgende hoofdstuk zullen we kijken hoe hier in de loop van de eeuwen modellen voor gemaakt zijn en welk model uiteindelijk algemeen geaccepteerd is.



Figuur 1.20: De retrograde beweging van Mars in 2005, zoals voorspeld.
Bron: marsprogram.jp1.nasa.gov



Figuur 1.21: Samengestelde foto van opnames van Mars in 2005. Let ook op de verschillen in helderheid op verschillende punten in de baan. Bron: <http://apod.nasa.gov/apod/ap060422.html>

1.4 Andere hemellichamen waarneembaar met het blote oog

Voor de rest zijn er natuurlijk ook nog een aantal andere hemellichamen die we waar kunnen nemen die in dit hoofdstuk niet aan bod zijn gekomen, hierbij kun je denken aan:

- Kometen, dit zijn brokstukken van ijs die zijn overgebleven bij de vorming van ons zonnestelsel. Af en toe kunnen deze dicht bij de zon komen, waardoor het ijs gaat verdampen. Zij zijn dan herkenbaar aan hun gigantische, altijd van de zon afgekeerde, staart (fig. 1.22). Deze staart wordt veroorzaakt door de zgn. zonnwind. Vroeger werden kometen vaak gezien als bringers van onheil.
- Vallende sterren, dit zijn minuscule rots/ijsfragmenten die verbranden in de atmosfeer van de aarde. Eigenlijk zijn dit dus helemaal geen hemellichamen.
- Nevels, dit zijn gaswolken in het heelal, die oplichten door naburige sterren, of die juist sterlicht afschermen. Deze zijn vaak erg moeilijk te zien met het blote oog. In hoofdstuk 4 zal hier meer over verteld worden.
- Supernova's, dit zijn sterren die op het eind van hun leven exploderen. Zo af en toe is er één met het blote oog te zien. In hoofdstuk 6 leren we hier meer over.

Ik hoop dat jullie een beter idee hebben gekregen over wat we zoal aan de hemel kunnen zien zonder bijzondere hulpmiddelen. In de volgende hoofdstukken gaan we nu kijken wat voor conclusie's er zoal uit deze waarnemingen zijn getrokken.



Figuur 1.22: Een foto van Comet McNaught zoals die in 2007 met het blote oog zichtbaar was.

Bron: <http://antwrp.gsfc.nasa.gov/apod/ap091206.html>

1.5 Oefeningen

Opgave 1-2: Maansverduistering

Zelfs op het hoogtepunt van een totale maansverduistering is de maan niet gelijkmatig belicht (zie fig. 1.23). Meestal is één kant van de maan veel lichter dan de andere kant. Waarom is dat zo? Wat zou er nodig zijn om de maan gelijkmatig rood gekleurd te laten zijn?



Figuur 1.23: Duidelijk te zien is dat de maan niet gelijk wordt belicht tijdens een totale verduistering.

Bron: http://www.zullophoto.com/skyevents_luneclipse.html

Opgave 1-3: Maansverduistering

Een maansverduistering kan optreden wanneer

- a het zonsondergang is
- b alleen rond middernacht
- c het zonsopgang is
- d op elke willekeurige tijd

Opgave 1-4: Afstanden in het zonnestelsel

Om een idee te krijgen van de afstanden in het zonnestelsel doe je de volgende oefening. Stel dat je een replica van het zonnestelsel gaat bouwen op schaal, waarbij de aarde een diameter heeft van 1 mm. (Gebruik gegevens uit je BiNaS). Vind dan de volgende gegevens voor dit model:

- a De diameter van de zon (in cm)
- b De afstand van de aarde tot de maan (in cm)
- c De afstand tussen de zon en de acht (!) planeten (in m)
- d De afstand van de zon tot de dichtsbijzijnde ster Proxima Centauri (in km)

Zoek een kaart op van de omgeving (bijv. in een telefoonboek) en teken in de kaart de posities van de planeten (en de maan), aannemend dat de zon zich op het Emmauscollege bevindt.



Figuur 1.24: De maan twee dagen na nieuwe maan. Bron: A. vd Hoeven 06-05-2011

Hoofdstuk 2

De ontwikkeling van ons wereldbeeld

2.1 Inleiding

De waarnemers in vroeger tijden zagen al de verschijnselen uit het vorige hoofdstuk. Wat voor methodes zij gebruikten en wat voor conclusies zij hieruit trokken zullen wij in dit hoofdstuk verder bekijken. Het bestuderen van methoden die astronomen gebruiken betekent feitelijk het bestuderen van wetenschappelijke methoden in het algemeen. Hoewel de instrumenten die gebruikt worden voor elke vorm van onderzoek anders zijn, zijn de basisprincipes van onderzoek voor alle natuurwetenschappen gelijk. Dus we onderzoeken eigenlijk de natuurwetenschappelijke zoektocht, waarbij we zien hoe astronomen data verzamelen, hoe die data omgezet worden in theorieën, hoe theorieën met elkaar de strijd aangaan, en hoe en waarom sommige theorieën standhouden, terwijl anderen verworpen worden. Dit noemen we ook wel *logisch positivisme*. Hierbij worden alleen theorieën aanvaardt die gebaseerd zijn op waarnemingen.

logisch positivisme



Figuur 2.1: Wetenschappelijke praktijk?
Bron: Foksuk.nl

2.2 De wetenschap en zijn methoden

Wetenschap is iets typisch menselijks. Achtergronden en cultuur van een wetenschapper spelen een grote rol bij zijn onderzoek. Dit is ook duidelijk te merken in de astronomie.

Wetenschap gaat over het zoeken naar orde in de natuur en het vinden van regels die deze orde beschrijven. Wetenschap vordert door waarnemingen, experimenten en aanpassingen aan de theorie. Met onze theorieën maken we voorspellingen, terwijl onze waarnemingen en experimenten deze voorspellingen bevestigen, afkeuren of randvoorwaarden hiervoor vastleggen. Weten-

schap is een constante zoektocht naar nieuwe kennis, met de mogelijkheid om voorspellingen te maken en te testen met waarnemingen, en de mogelijkheid te hebben om ieder experimenteel resultaat te controleren en eventueel te herhalen. Leren van waarnemingen en experimenten, met als gevolg het herzien van theorieën maakt wetenschap niet zwakker, maar juist sterker.

Het wordt wel gezegd dat de *wetenschappelijke methode* de beste manier is om goede wetenschap te bedrijven. Deze methode om nieuwe kennis te vergaren, te organiseren en toe te passen werd als eerste gebruikt in de 16^e eeuw. Deze methode bestaat uit de volgende stappen:

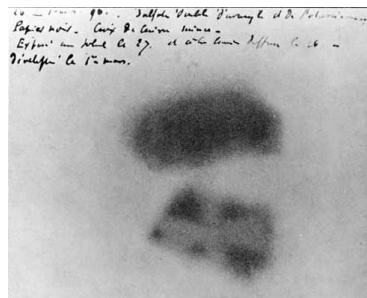
wetenschappelijke methode

- 1 het herkennen van een probleem
- 2 een onderbouwde inschatting van de oplossing van het probleem maken, de *hypothese*
- 3 het voorspellen van de gevolgen van de hypothese
- 4 het uitvoeren van experimenten om de voorspellingen te testen
- 5 het vinden van de simpelste algemene regel die de hypothese, voorspelling en uitslagen van de experimenten verzamelt in een *theorie*

hypothese

theorie

De wetenschappelijke methode blijft in theorie altijd maar doorgaan, maar in de praktijk wordt deze methode niet altijd gebruikt. Zo zijn een aantal grote ontdekkingen, zoals Becquerel's ontdekking van de radioactiviteit, toevallig geweest. Kern van deze ontdekkingen is wel de continue vergelijking tussen waarnemingen en theorie.



Figuur 2.2: De fotografische plaat waardoor Becquerel toevallig radioactiviteit ontdekte

Het is belangrijk te benadrukken dat een hypothese niets meer is dan een onderbouwde inschatting gebruikt om de resultaten van een experiment of waarneming uit te leggen. Een hypothese moet testbaar zijn, en in principe, weerlegbaar zijn. Een goede hypothese is er één die voorspellingen doet over de natuur die *bevestigd of afgekeurd* kunnen worden. Pas nadat met een serie experimenten iets aangetoond is noemen we het een *wetenschappelijk feit*.

feit

In het dagelijks leven betekent het woord *feit* iets vaststaands. In de wetenschap betekent het alleen maar dat er een duidelijk overeenkomst is tussen verschillende betrouwbare waarnemers over de uitkomsten van de waarnemingen van een bepaald fenomeen. Dus iets wat jaren geleden als *feit* werd gezien in de wetenschap kan nu best fout blijken te zijn. Bijvoorbeeld is jaren aangenomen als *feit* dat het heelal onveranderlijk was, Einstein geloofde

duidelijk in een onveranderlijk heelal, terwijl de waarnemingen tegenwoordig duidelijk aantonen dat we in een uitdijend heelal leven.

Tot slot, een theorie is een samenvoegsel van een groot aantal hypothesen die resulteren in een consistente beschrijving van een natuurverschijnsel. Een theorie kan nooit als absolute waarheid worden bewezen, maar kan wel met data worden weerlegd. In het dagelijks taalgebruik is een theorie iets vaags dat weinig op heeft met de werkelijkheid. In de wetenschap is een theorie een consistent geheel dat een natuurverschijnsel zeer goed beschrijft. Je zou bijvoorbeeld iemand kunnen horen zeggen over Einstein's relativiteitstheorie: "Maar het is maar een theorie...", daarmee zeggend dat je er niet op kunt vertrouwen. Einstein's theorie is wel een theorie, maar is wel goed onderbouwd en tot nog toe vele malen gestaafd met waarnemingen.

Criteria voor wetenschappelijke modellen

Drie criteria worden toegepast op wetenschappelijke modellen:

- Het eerste criterium is dat een model moet passen bij de data. Het moet passen bij wat we zien.
- Het tweede criterium is dat het model voorspellingen moet doen die testbaar zijn en dat het mogelijk moet zijn om het model af te keuren - dat wil zeggen, dat het mogelijk is om aan te tonen dat het aangepast moet worden om nieuwe data in te passen of volledig afgewezen moet worden. Als een model zijn voorspellingen juist blijken te zijn, dan is dit een aanwijzing dat het model goed is, maar dit vormt nog steeds geen bewijs dat het model totaal juist is.
- Het derde en laatste criterium van een goed model is dat een model esthetisch mooi is. Dit is een moeilijk concept om te definiëren. In het algemeen betekent dit dat een model simpel, netjes en mooi moet zijn. Vandaag de dag wordt met mooiheid gedacht aan symmetrie en simpelheid in modellen. Een model moet zo simpel mogelijk zijn, dat wil zeggen, het zou zo min mogelijk aannames moeten bevatten. De filosofische keus dat bij twee concurrerende modellen (welke alle waarnemingen even goed verklaren) het beste model degene is met de minste aannames wordt ook wel *Ockham's scheermes* genoemd. Dit is genoemd naar de 14^e eeuwse Franciscaner monnik-filosoof die benadrukte dat in het construeren van een argument men niet verder zou moeten gaan dan wat logischerwijs noodzakelijk is.

Ockham's scheermes

In argumentationibus entia non sunt multiplicanda sine necessitate
- Binnen redeneringen moeten de onderdelen niet zonder noodzaak worden toegevoegd
William of Ockham



2.3 Van geocentrisme naar heliocentrisme

We hebben tegenwoordig een redelijk goed beeld van wat we zien aan de hemel, en onze plek in het nabije heelal. De zoektocht naar dit beeld is begonnen al lang voordat telescopen werden uitgevonden. Hoewel talloze beschavingen hebben bijgedragen aan de verklaring van de ster- en planeetbewegingen die wij zien, gaan wij kijken naar twee belangrijke theorieën die deze bewegingen verklaren, waarvan één bijna 2000 jaar oud is. We bekijken deze twee theorieën om twee redenen: ten eerste om de vraag te beantwoorden hoe de

aarde in het grote geheel past en ten tweede om te kijken hoe goed zij voldoen aan de eerdergenoemde criteria voor een goed wetenschappelijk model.

Maar waarom gaan we eigenlijk terug in de tijd, in plaats van direct in de huidige astronomie te duiken? En waarom gaan we aan de slag met een achterhaald model? Om de astronomie echt goed te begrijpen - en wetenschap in het algemeen - moeten we kijken hoe deze zich ontwikkeld heeft in de tijd. We moeten begrijpen hoe we aan de huidige ideeën komen. Elke nieuwe ontwikkeling in de wetenschap is bij voorbaat al incompleet en mogelijk zelfs onnauwkeurig; dit is een logisch gevolg van het feit dat het verricht wordt door mensen met elk hun eigen vooroordelen en inzichten. Terugkijken en begrijpen hoe een idee ontstaan is geeft je meer begrip voor de huidige kennis.



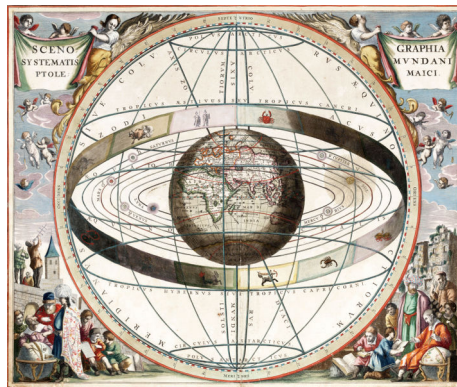
2.3.1 Het Griekse geocentrische wereldbeeld

Om de evolutie van ons huidige wereldbeeld te bekijken starten we bij de oude Grieken, die leefden van ong. 600 voor Chr. tot zo'n 200 na Chr. Voordat we echter naar het Griekse model kunnen kijken, moeten we eerst weten hoe de oude Griekse filosofen tegen de wereld aankeken, in het bijzonder *Aristoteles* (384-322 v. Chr.).

Er is een fundamenteel verschil tussen de manier waarop de Grieken naar de sterren keken, en andere beschavingen in die tijd. De Babyloniërs bestudeerden de hemel omdat ze geïnteresseerd waren in dagelijkse gebeurtenissen, en de Egyptenaren bestudeerden de hemel omdat ze voorspellingen wilden doen voor de landbouw. De oude Grieken echter wilden puur uit filosofische gronden de hemel bestuderen om te begrijpen hoe alles werkte. Zij namen de eerste stappen om een sluitend model voor het heelal te maken.

Pythagoras (530 v. Chr.), één van de eerste experimentele wetenschappers, geloofde dat wiskunde de natuur kon beschrijven en stelde als eerste voor dat de aarde een bol was. Zijn studenten, de Pythagoreaanen, introduceerden rond 450 v. Chr. een model waarbij het heelal een bol was, met een centraal vuur dat een kracht uitoefende die alle bewegingen in het heelal veroorzaakte. Rond dit vuur, draaiden, in volgorde van binnen naar buiten, de aarde, de maan, de zon, de vijf bekende planeten, en de sterren. Dit systeem gaat ruim 2000 jaar vooraf aan het revolutionaire model van Copernicus waarin de planeten om de zon draaien. De Pythagoreaanen waren ook de eersten die de rondheid van de schaduw van de aarde op de maan gebruikten om de theorie te ondersteunen dat de aarde een bol was.

Aristoteles verwierp het idee van de Pythagoreaanen dat de aarde rond een centraal vuur bewoog en plaatste de aarde in het midden van het zonnestelsel, het zogenaamde *geocentrisch* wereldbeeld (zie fig. 2.3).



Figuur 2.3: Oude gravure waarin de centrale plaats van de aarde duidelijk naar voren komt.

bron: Andreas Cellarius *Harmonia Macrocosmica*, 1660/61

Aristoteles = oude Griekse filosoof, hierboven te zien in een glas-in-loodraam in het Dominicanenklooster te Zwolle.

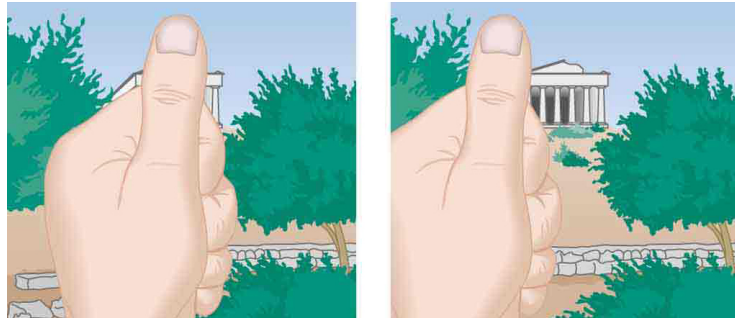
Bron: A. vd Hoeven

Pythagoras

geocentrisch wereldbeeld = met de aarde als middelpunt

Hoewel dit model in onze ogen totaal verkeerd lijkt, had Aristoteles goede redenen om dit model te introduceren. Hij zei dat als de aarde bewoog, dat we dan veranderingen moesten kunnen zien in de posities van de sterren ten opzichte van elkaar, net zoals dat wanneer je over een weg rijdt, je veranderingen ziet in de posities van bomen dichtbij ten opzichte van de bomen ver weg. Zo'n verandering van positie noemen we ook wel een *parallax*.

parallax = de schijnbare verplaatsing van een voorwerp t.o.v. de achtergrond t.g.v. een verplaatsing van de waarnemer



Figuur 2.4: Parallax zoals je dat kunt zien wanneer je met links/rechts langs je duim naar een ver weg gelegen voorwerp kijkt.

Bron: <http://spot.pcc.edu/~aodman/GS107web/lecture1/lecture1.htm>

2.3.2 De eerste stap van de kosmische ladder: Parallax

Voorkennis hoeken In de sterrenkunde gebruiken we een andere éénheid voor hoeken als die we tot nog toe gewend zijn.

In plaats van een decimale onderverdeling worden graden verder onderverdeeld in boogminuten (') en boogseconden ("). Er geldt: $1^\circ = 60'$ en $1' = 60''$. Je kunt dit vergelijken met een uur die verdeeld wordt in minuten en seconden. (Dus $1'' = \frac{1}{3600}^\circ$ en $1'' = 4,85 \cdot 10^{-6}$ rad.)

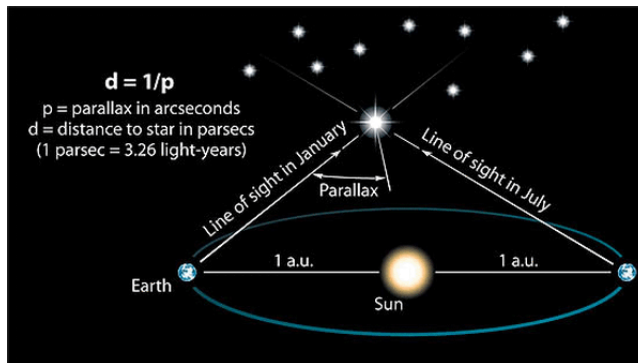
- Reken $23,575^\circ$ om in boogminuten en boogseconden.
- Een voetbalveld is 105 m lang. Als je langs het veld loopt, leg je eigenlijk een klein boogje af van de aardomtrek. Bereken hoeveel boogseconden dat boogje is.

Opgave 2-1: LES: Parallax in het klein

Houd een potlood voor je met gestrekte arm, knijp één oog dicht en kijk langs het potlood naar een poster aan de muur. Kijk nu met je andere oog en let op de plaats van het potlood ten opzichte van de poster.

- Wat zie je? Maak een tekening van boven af gezien.
- Hoe zou je de hoek kunnen meten waaronder het potlood 'verspringt'?
- Hoe kun je hieruit bepalen hoe ver het potlood weg is? Schrijf een formule op en vergelijk met de antwoorden van je klasgenoten.

De halve hoek van de maximale verandering heet de parallax en wordt aangeduid met het symbool p . Anders gezegd, *parallax* is de halve hoek tussen de richtingen waarin een object door twee waarnemers (of één zich verplaatende waarnemer) wordt gezien (zie figuur 2.5).



Figuur 2.5: Parallax zoals die bij sterren voorkomt.

Bron: <http://www.hip.obspm.fr/hipparcos/SandT/hip-SandT.html>

In de tijd van Aristoteles was deze parallax echter niet waar te nemen, omdat de afstand van de sterren zo ver weg is dat de hoeken waarover we het hebben erg klein zijn. Aristoteles kwam tot de conclusie dat er geen parallax was, en dat de aarde dus niet bewoog. Dit is een typisch voorbeeld van hoe een perfecte logische redenering kan leiden tot een foute conclusie als je incomplete data tot je beschikking hebt.

Het duurde tot 1838 voordat de eerste parallax meting van een ster succesvol werd uitgevoerd. De dichtstbijzijnde ster, Proxima Centauri, bleek een maximale parallax van $1,5''$ te vertonen. Dit is tevens de grootste parallax die dus waargenomen kan worden. Deze hoek is erg klein (vergelijkbaar met de hoek tussen twee zijden van een voetbal op 30 km afstand), en daarom is deze niet eerder waargenomen.

Omdat de parallax van een ster afhangt van de afstand van die ster tot de aarde, kun je de parallax gebruiken om de afstand van een ster te meten. Vanaf 1838 zijn zo de afstanden bepaald van nabije sterren. Dit is zo gebruikelijk geworden dat in de sterrenkunde de eenheid *parsec* is ingevoerd, gedefinieerd als de afstand waarop een ster staat die een parallax van één boogseconde heeft (3,26 lichtjaar).

De parallax is te berekenen met de volgende formule (zie fig. 2.5):

$$d(\text{pc}) \stackrel{\text{def}}{=} \frac{1}{p('')}, \quad d = \text{afstand}(\text{parsec}), \quad p = \text{parallax}(\text{boogsec}) \quad (2.1)$$

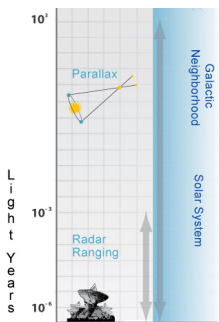
De afstand tot een ster in parsec is *gedefinieerd als 1 gedeeld door de hoek in boogseconden!*

De afstanden tot sterren worden vaak gegeven in parsecs, afgekort als pc, of kiloparsec (kpc) en megaparsec (Mpc).

Om de parallax te kunnen gebruiken moet natuurlijk wel de afstand van de aarde tot de zon goed bekend zijn. Dit heet de *astronomische eenheid*. Deze afstand is tegenwoordig goed bekend door radarmetingen binnen ons zonnestelsel. Hierbij wordt een radarpuls afgevuurd op bijv. Venus, en uit de reflectie

parsec = de afstand tot een ster die een parallax vertoont van $1''$, deze is gelijk aan 3,26 lichtjaar
lichtjaar = de afstand die licht aflegt in één jaar tijd ($9,46 \cdot 10^{15}$ m)

Astronomische Eenheid = de afstand van de zon tot de aarde ($149,6 \times 10^9$ meter)



Figuur 2.6: De kosmische ladder voor de nabije ruimte.

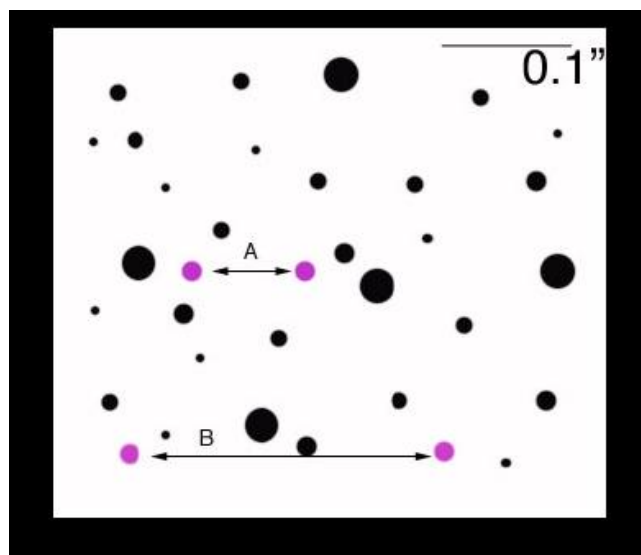
Bron: <http://astro.unl.edu>

en de tijdsduur kunnen we dan de precieze afstand bepalen. Uit deze afstand kan ook door middel van wetten die we later tegenkomen ook de afstand tot de zon bepaald worden. Afstandsmetingen met behulp van parallax kunnen gebruikt worden voor sterren tot een afstand van ongeveer 1000 lichtjaar. De metingen mbv parallax en radar noemen we ook wel de 1^e stap van de kosmische ladder waarmee we de afstanden in het heelal kunnen bepalen. Dit heet zo omdat alle volgende afstandsmetingen gebaseerd zijn op de stap ervoor. Door het bepalen van afstanden die steeds iets groter zijn kunnen we zo een beeld krijgen van de schaal van het heelal.

Opgave 2-2: Metingen aan parallax

Met een tussenpoos van 6 maanden worden twee opnamen gemaakt van de sterrenhemel. Deze twee opnamen worden over elkaar heen gelegd, zodat je een evt. parallax van sterren snel kan zien. Dit levert de opname van fig. 2.7 op. De schaal in boogseconden is rechtsboven te zien.

- Wat is de totale hoekverschuiving van de sterren a en b in boogseconden?
- Wat is de gemeten parallax van de sterren a en b in boogseconden?
- Bepaal met behulp van de opname de afstand tot de sterren a en b in parsecs en in lichtjaren.
- Maak een beredeneerde schatting van hoeveel je antwoord af kan wijken van de werkelijkheid



Figuur 2.7: Gemeten parallax met een tussenpoos van 6 maanden.

HIPPARCOS, GAIA en SIM

Vanaf de aarde kunnen geen parallaxen kleiner dan 0,008 boogseconden (afstand 400 lichtjaar) worden waargenomen door o.a. atmosferische verstoringen. In 1989 lanceerde de European Space Agency (ESA) daarom de HIPPARCOS (High Precision PARallax Collecting Satellite) satelliet om zeer nauwkeurige parallax metingen te doen aan nabije sterren vanuit de ruimte. Deze satelliet heeft de parallax van in totaal 120.000 sterren met een nauwkeurigheid van 0,001 boogseconde (doorsnede van een golfbal aan de andere kant van de Atlantische Oceaan), en meer dan 2 miljoen sterren met een nauwkeurigheid van 0,02-0,03 boogseconden gemeten. Van de laatste groep sterren is ook een spectrummeting verricht om de temperatuur van de sterren te bepalen (zie hfdst. 4). Hiermee is het nabije heelal (tot ong. 500 lichtjaar afstand) 3-dimensionaal in kaart gebracht. Dit is echter nog maar een fractie van ons melkwegstelsel, dat een doorsnede heeft van zo'n 100.000 lichtjaar.

Om meer informatie te verkrijgen over een groter gedeelte van de melkweg heeft de ESA de GAIA missie gepland staan voor lancering in 2012. Deze satelliet zal van zo'n 1.000.000.000 sterren de parallax gaan meten met een nauwkeurigheid van 20 μ boogseconden. Dit is ongeveer 1% van de totale melkweg. Hiermee zullen we een 3-dimensionale kaart verkrijgen van ons nabije melkwegstelsel met een heel hoge nauwkeurigheid.

De NASA heeft ook nog een grote missie gepland staan voor lancering in 2015. Deze satelliet zal een nauwkeurigheid gaan halen van 4 μ boogseconden (de doorsnede van een eurocent op de maan!!!). Hoofddoel van deze missie is het meten van bewegingen van sterren ten gevolge van planeten die om deze sterren heen draaien. Daarbij is het ook noodzakelijk om zeer nauwkeurig parallax te meten, zodat de parallaxbeweging van de ster gescheiden kan worden van de beweging ten gevolge van de planeten.

Voor meer informatie over deze missies:

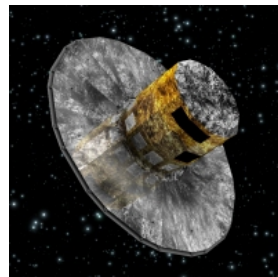
<http://sci.esa.int/hipparcos>

<http://sci.esa.int/gaia>

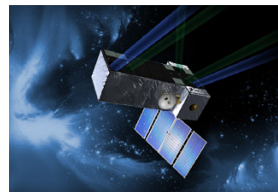
<http://planetquest.jpl.nasa.gov/SIM/>



Figuur 2.8: Artist impression van de Hipparcos satelliet.
bron: ESA



Figuur 2.9: Artist impression van de GAIA satelliet.
bron: ESA



Figuur 2.10: Artist impression van de SIM satelliet.
bron: NASA

2.3.3 Het heelal van de sferen

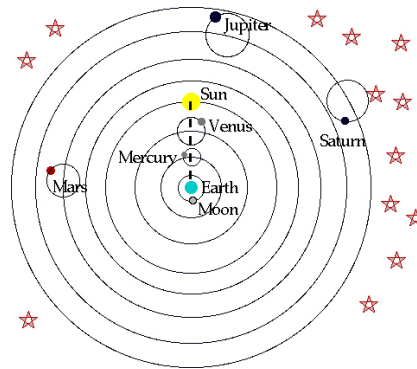
sfeer = kristallen bol met daarop hemelse objecten

Aristoteles' idee van het heelal maakte een duidelijk onderscheid tussen de aardse en de hemelse zaken. Hij zag dat materie zich op aarde anders gedroeg dan in het heelal. Objecten op aarde leken altijd naar beneden te vallen, terwijl de sterren en planeten dat niet deden, zij bewogen in cirkels. Een model, al ontwikkeld in de tijd voor Aristoteles door de oude Grieken, ging er vanuit dat de sterren zich op een *sfeer* bevonden die rond de aarde draaide. De zon bevond zich op een andere *sfeer* die onafhankelijk draaide van de sterren en die een hoek maakte met de *sfeer* van de sterren.

Er was een goede reden voor de Grieken om te kiezen voor deze sferen. Zij hadden een grote bewondering voor symmetrie, en de bol was hier een perfecte invulling van. Aristoteles bouwde dit model uit tot een model met wel 55(!) sferen waarop zich alle hemellichamen bevonden. Dit model kon alle bewegingen in het heelal goed voorspellen, behalve de retrograde beweging en het feit dat de helderheid van planeten varieerde tijdens hun omloop (fig. 1.21).

Ptolemeus

Het Griekse model dat we voor ANW bestuderen is het model van *Ptolemeus*, die leefde rond 150 na Chr. Zijn model heeft zo'n 1350 jaar stand gehouden. Ptolemeus verwierp de sferen, omdat hij geen reden zag waarom de zon en de planeten aan kristallen bollen vast moesten zitten. De sterren zaten volgens hem nog wel steeds vast op de hemelsfeer. De mensen in de tijd van Ptolemeus dachten nog steeds dat het heelal perfect in elkaar moest zitten. De cirkel, een figuur zonder begin of eind, zou dan ook de vorm van het heelal moeten zijn. De sterren be-



Figuur 2.11: Het model van Ptolemeus van het zonnestelsel met de Epicykels.

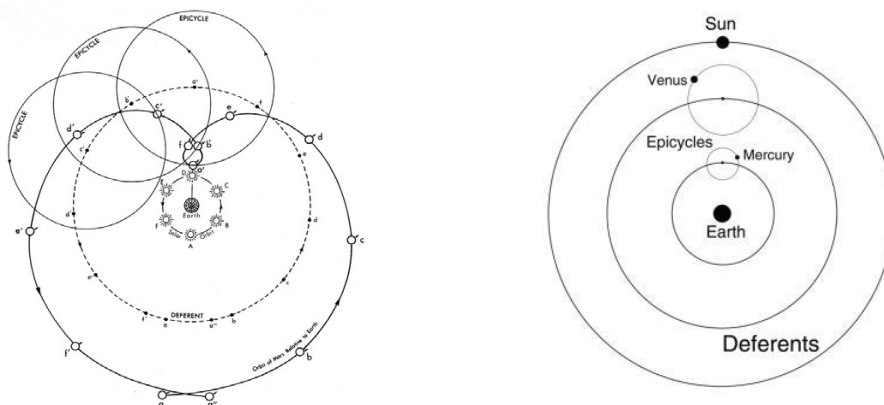
wogen inderdaad in cirkels rond de aarde, en bijvoorbeeld de maan paste ook perfect in het model van Ptolemeus. Dat de maan niet helemaal perfect was (denk aan de 'vlekken' die je ziet op de maan) was niet vreemd voor de Grieken, aangezien de maan tussen de onperfecte aarde en de perfecte hemel in lag. Ook de oostwaartse beweging van de planeten paste perfect in het model, maar de retrograde beweging gaf wel problemen. Was de hemel dan toch niet zo perfect als dat hij leek?

epicykel = hulpcirkel, bedoeld om de schijnbare beweging van een planeet aan het uitspansel te kunnen verklaren

Ptolemeus slaagde er uiteindelijk toch in met perfecte cirkels de retrograde bewegingen uit te leggen. Hij kwam tot de conclusie dat de planeten weliswaar in perfecte cirkels bewogen rond de aarde, maar dat daarbovenop nog perfecte cirkelbewegingen te zien waren rondom de grote cirkel, de zogenaamde *epicykels* (zie fig. 2.11).

deferent = denkbeeldige cirkel waarom de epicykel van een planeet zich voortbeweegt

Door de planeet met een constante snelheid over de hoofdcirkel, de *deferent* te laten bewegen, terwijl de planeet zelf nog een cirkelvormige beweging uitvoert kun je zeer complexe banen krijgen (zie fig. 2.12), waarbij zelfs retrograde bewegingen mogelijk zijn. Dit model verklaarde ook waarom de planeet helderder was in het midden van de retrograde beweging, want dan bewoog hij zich in de epicykel het dichtst bij de aarde.



Figuur 2.12: Links: De retrograde beweging van Mars verklaard met epicykels. De doorgetrokken lijn is de resulterende baan die we zien. Rechts: De beweging van Mercurius en Venus verklaard met epicykels.

Dan blijft nog de vraag waarom Mercurius en Venus geen retrograde beweging vertoonden. Ook hier had Ptolemeus een antwoord op. Door een epicykel te maken die altijd in lijn bleef met de aarde en de zon (zie fig. 2.12), konden de waarnemingen verklaard worden en was het model kloppend.

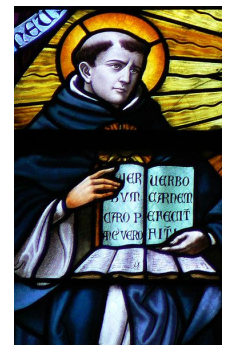
2.3.4 Het heliocentrisch wereldbeeld

Het model van Ptolemeus kon, mede dankzij een gebrek aan goede waarnemingen, wel zo'n 1350 jaar stand houden. Daarbij kwam nog dat rond het jaar 1300 na Chr. het model door de Italiaanse christelijke filosoof Thomas Aquinas (1225-1274) geïntegreerd werd in het Christendom. Mede door de centrale plaats van de aarde paste dit model zeer goed in het theologisch wereldbeeld, en het werd dan ook door de kerk met enthousiasme ontvangen. Mede hierdoor werd het model een christelijk dogma waar niet over viel te discussiëren. Dit was de hoofdreden waarom dit model zo lang stand kon houden. Hier zou echter rond 1530 grote verandering in komen mede dankzij het werk van *Nicolaus Copernicus*.

Copernicus kon echter zijn nieuwe wereldbeeld niet vormgeven zonder het werk van de oude Griekse wetenschapper *Aristarchus* die leefde rond 280 v. Chr. (dat is 400 jaar voor Ptolemeus). Aristarchus had 1800 jaar voor Copernicus al een *heliocentrisch wereldbeeld*. Volgens hem bevond de maan zich in een baan om de aarde, terwijl de aarde op zijn beurt rond de zon draaide. De aarde zelf draaide rond zijn as, wat de beweging van de sterren langs de hemel verklaarde. Dit model werd echter door Ptolemeus verworpen. Hij redeneerde dat als de aarde zou draaien rond zijn as er gigantische winden zouden moeten zijn door de stilstaande lucht waar de aarde dan doorheen moest draaien. Hij begreep nog niet dat de aarde de lucht draagt en dat die lucht dus mee-draait met de aarde.

Waarom kwam Aristarchus dan toch tot dit model, terwijl alle waarnemingen uit die tijd dit model tegenspraken? Dit had te maken met een aantal waarnemingen en redeneringen die Aristarchus deed. Deze redeneringen vind je in het blok op blz. 35.

Het model van Aristarchus verdween echter in de vergetelheid, totdat zo'n

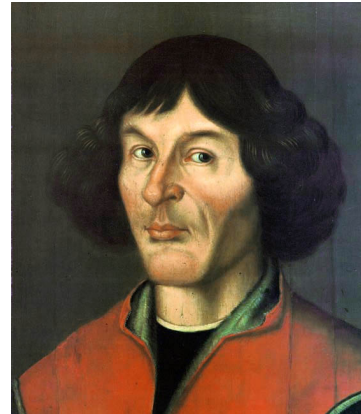


Aquinas

Copernicus

Aristarchus

heliocentrisch wereldbeeld = de zon staat centraal in het zonnestelsel



Figuur 2.13: Links: Beeld van Aristarchus.
Rechts: Portret uit 1580 van Nicolaus Copernicus.

1800 jaar later Copernicus het weer tevoorschijn haalde en dit model verder uit ging werken.

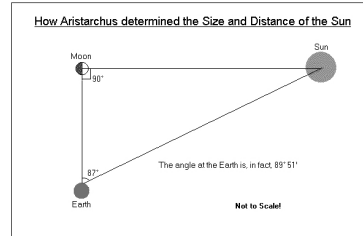
Er waren een aantal redenen voor Copernicus om weer naar dit model te kijken, namelijk:

- Het model van Ptolemeus bleek op de lange termijn (eeuwen) niet nauwkeurig genoeg. De werkelijke positie van de planeten week ongeveer de straal van 4 volle manen van de voorspelling af. Om deze reden werd het model van Ptolemeus regelmatig opgewaardeerd, dat wil zeggen de posities van de planeten werden gereset. Een goed model zou dit soort resets niet nodig hebben. Copernicus zag dit en zocht naar een beter model.
- Na het bestuderen van oude geschriften kwam Copernicus tot de gedachte dat een heliocentrisch model betere data op zou leveren, maar dat het ook esthetisch mooier in elkaar zat. Hij verbond astronomie heel duidelijk met zijn geloof, en volgens hem was het logisch dat de zon centraal stond, omdat de zon de bron van het licht en het leven was. De Schepper zou de zon, aldus Copernicus, natuurlijk centraal plaatsen. Dit waren dus duidelijk geen wetenschappelijke, maar religieuze argumenten.
- Ten derde was het al lang bekend dat de helderheden van de planeten varieerden als ze bewogen langs de hemel. Copernicus ontdekte dat Mars meer in helderheid varieerde dan Ptolemeus met zijn model kon voorspellen. De epicykels waren niet groot genoeg om de variaties te verklaren. Het model verklaarde dus wel het verschijnsel, maar niet nauwkeurig genoeg. Het was deze waarneming die Copernicus ertoe bracht om het model van Aristarchus weer uit de kast te halen na 1800 jaar verborgen te zijn geweest.

De waarnemingen van Aristarchus (280 v. Chr.)

Relatieve afstand tot de zon

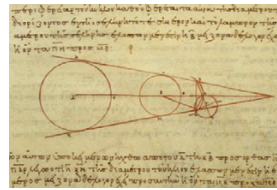
Aristarchus redeneerde dat wanneer het halve maan is de maan en de zon een hoek maken van 90° (zie fig. 2.14). Door het meten van de hoek tussen de zon en de maan en de hemel kon hij zo een driehoek vormen zoals in de figuur. Aristarchus kwam tot een hoek van 87° . Op deze manier vond hij dat de afstand van de aarde tot de zon ongeveer 20x zo groot was als de afstand van de aarde tot de maan. In werkelijkheid is de hoek tussen zon en maan echter $89,85^\circ$, en dan zou Aristarchus gevonden hebben dat de zon 390x zo ver weg staat als de maan.



Figuur 2.14: Aristarchus bepaling van de afstand tot de zon.

Relatieve grootte van aarde en maan

Door waarnemingen aan maansverduisteringen kon Aristarchus een redelijke schatting maken van de grootte van de maan t.o.v. de aarde (zie fig. 2.15). Door te meten hoe lang de passage van de maan door de aardschaduw duurt kwam hij tot de conclusie dat de maan 3x zo klein was als de aarde (in werkelijkheid 3,7x). Vervolgens concludeerde hij uit het feit dat zonsverduisteringen maar nauwelijks voorkomen dat de grootte van de zon en de maan vanaf de aarde gezien ongeveer even groot moesten zijn.



Figuur 2.15: Aristarchus bepaling van de grootte van de maan. bron: Griekse kopie van boek Aristarchus uit de 10^e eeuw na Chr.

Relatieve grootte van zon en maan

Omdat de zon en de maan vanaf de aarde ongeveer even groot leken concludeerde Aristarchus dat:

$$\frac{\text{doorsnede van de maan}}{\text{doorsnede van de zon}} = \frac{\text{afstand aarde - maan}}{\text{afstand aarde - zon}} \quad (2.2)$$

Hieruit volgde dat de zon ongeveer 19x zo groot moest zijn als de maan. Deze berekeningen toonden duidelijk aan dat de zon veel groter was dan de aarde. Aristarchus concludeerde dan ook dat niet de aarde, maar de zon centraal moest staan in het zonnestelsel. Zo kwam hij tot het eerste heliocentrische wereldbeeld.

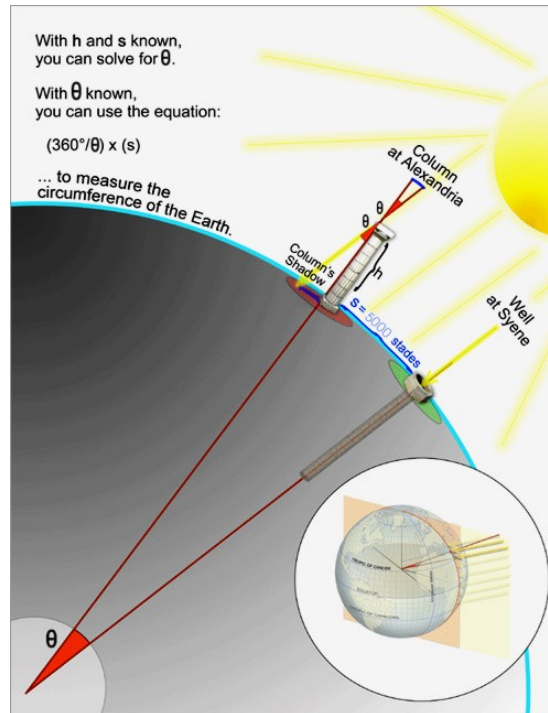
Aristarchus had een kaart gemaakt van het zonnestelsel. Hij had alleen nog geen schaal. Op het moment dat hij de straal van de aarde zou weten en de afstand tot de maan zou hij nauwkeurig kunnen vertellen wat de grootte van de zon en de maan en hun afstanden tot de aarde waren. Het zou echter nog zo'n 100 jaar duren voordat de grootte van de aarde door een andere Griekse geleerde werd bepaald.

De grootte van de aarde volgens Erastothenes

De aarde opgemeten

De eerste persoon die duidelijk de vorm en de grootte van de aarde begreep, ruim 1700 jaar voor Columbus, was *Erastothenes* (276-195 v. Chr.). Zijn berekening van de straal van de aarde was erg simpel (zie fig. 2.16).

Erastothenes



Figuur 2.16: Bepaling van de grootte van de aarde door Erastothenes.

bron: http://www.oceanservice.noaa.gov/education/kits/geodesy/geo02_histr.html

Erastothenes wist dat om 12 uur 's middags op de zomerzonnenvende de zon recht in een bron in Syene (het tegenwoordige Aswan, Egypte) scheen zonder een schaduw te werpen. Hieruit concludeerde hij dat de zon op dat moment recht boven de bron stond. In de stad Alexandrië was op dezelfde dag de hoek van de zon met de verticaal ong. 7° , gemeten aan de schaduw van een pilaar.

Omdat hij wist van Aristarchus resultaten, concludeerde Erastothenes dat de zon zover weg stond dat de lichtstralen allemaal parallel waren, en dat het verschil in hoek dus te wijten was aan de kromming van de aarde. Omdat 7° ongeveer $\frac{1}{50}$ van een cirkel ($\frac{7}{360}$) is, concludeerde hij dat de omtrek van de aarde ongeveer 50x de afstand was van Alexandrië tot Syene. Deze afstand was ongeveer 5000 stadiën, een lengte-eenheid van ong. 0,15-0,20 km.

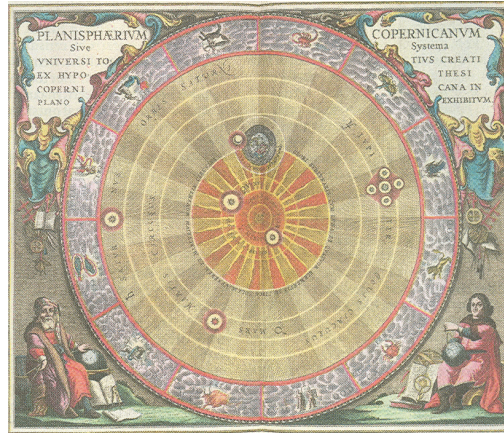
Uitgaande van $\frac{1}{6}$ km komen we op een afstand van 830 km. Dus volgens Erastothenes was de aardomtrek $50 \times 830 = 41.500$ km, en de straal van de aarde ongeveer 6.600 km. Dit is verbazend dichtbij de werkelijke waarde van 6.378 km!

Copernicus bracht het model van Aristarchus weer tot leven. Het argument over de sterke winden die zouden ontstaan deed hij af met de redenering dat de lucht met de aarde meebevoogt. Dit moet gelijk leiden tot de conclusie dat de lucht dus niet tot de maan kan reiken, want dan zouden daar de winden ontstaan. Volgens Copernicus zag het model van het zonnestelsel eruit als in fig. 2.17.

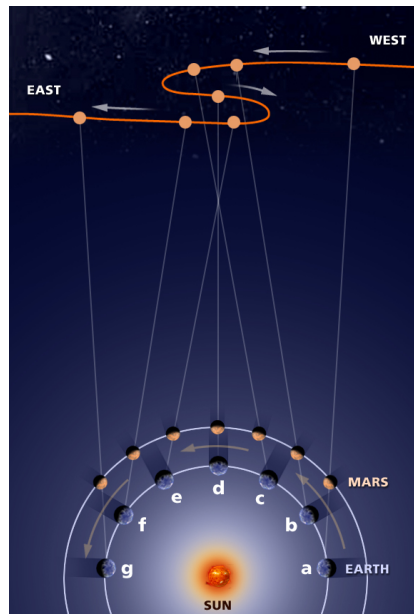
We zagen in par. 1.3 dat planeten oostwaarts bewegen ten opzicht van de sterren, maar dat er soms, volgens een regelmatig patroon, een omkering van de beweging is, en planeet tijdelijk westwaarts beweegt. Ptolemeus verklaarde dit met behulp van de epicykels.

In het model van Copernicus waren deze bewegingen veel gemakkelijker te verklaren. Volgens Copernicus draaiden de planeten met constante snelheden rond de zon (hij ging nog steeds uit van perfecte cirkels!). De aarde was dichterbij de zon, en dus haalde deze Mars zo nu en dan in (Zie fig. 2.18). Terwijl de aarde beweegt van punt A naar punt C lijkt Mars oostwaarts te bewegen. Dan als de aarde Mars inhaalt keert de beweging tijdelijk om. In positie D is Mars het in het midden van de retrograde beweging en het dichtst bij de aarde. Hier lijkt hij dus het helderst. Vergelijk dit met fig. 1.21.

Copernicus was ook in staat met logisch redeneren en zijn model de relatieve afstanden van planeten tot de zon te bepalen. We gaan nu eens zelf proberen dit ook te doen voor Venus, op dezelfde manier als Copernicus dat eeuwen geleden deed. Een soortgelijke oefening is ook te doen voor Mars, maar deze is wat bewerkeliker en voeren we nu dan ook niet uit.



Figuur 2.17: Afbeelding van het zonnestelsel volgens het Copernicaanse model uit 1660. Let op, in deze afbeelding zijn de manen van Jupiter al te zien, dit betekent dat deze afbeelding is gemaakt na de uitvinding van de telescoop, en dus na de dood van Copernicus in 1543.



Figuur 2.18: De retrograde beweging verklaard door Copernicus. Bron: nasa.com

Opgave 2-3: verwerking: Relatieve afstand van Venus tot de zon

In deze opgave gaan we de relatieve baanstraal van Venus bepalen. Dit is de methode die Copernicus gebruikte om de afstand van de twee binnenplaneten (Mercurius en Venus) te bepalen.

- Neem een A4 papier. Zet een stip aan de rechterkant van het papier. Dit is de zon. Teken nu met een passer een gedeelte van een cirkel halverwege het papier met als middelpunt de zon. Dit stelt de baan van de aarde voor, met als straal 1 AU.
- Teken een horizontale lijn door de zon en de baan van de aarde. Neem aan dat de aarde zich op het kruispunt van de cirkel en de lijn bevindt.
- Copernicus mat de hoek tussen de Zon en Venus, als Venus op zijn grootste afstand van de Zon af stond, ook wel de grootste elongatie genoemd. Op dit moment is de lijn van de aarde naar Venus de raaklijn aan de baan van Venus (denk hier even goed over na!). De hoek die Copernicus mat was 46° .
- Neem een geodriehoek. Zet de oorsprong op de aarde, en teken een lijn met een hoek van 46° ten opzichte van de zon.
- Teken een lijn door de zon loodrecht op de lijn die je net getekend hebt.
- Teken met je passer een cirkel door het kruispunt van de twee lijnen met als middelpunt de zon. Dit is de baan van Venus.
- Bepaal de straal van de baan van Venus in AU. Vergelijk je waarde met de waarde in tabel 2.1.

Door deze berekeningen uit te voeren voor alle bekende planeten kwam Copernicus tot een schaal voor het zonnestelsel (tabel 2.1).

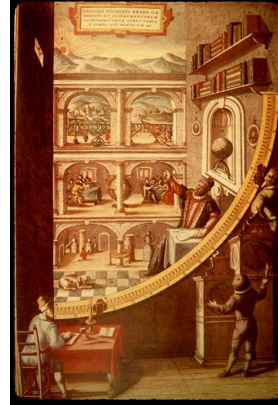
Planeet	Copernicus' afstand (AU)	hedendaagse afstand (AU)
Mercurius	0,38	0,387
Venus	0,72	0,723
Aarde	1,00	1,000
Mars	1,52	1,524
Jupiter	5,2	5,204
Saturnus	9,2	9,582

Tabel 2.1: De afstanden tot de planeten in AU volgens Copernicus en volgens de hedendaagse metingen.

Copernicus had dus wel de relatieve afstanden te pakken, maar de werkelijke afstand was nog steeds onbekend. Tegenwoordig kunnen we bijvoorbeeld met radarmetingen de werkelijke afstand van de planeten bepalen.

2.4 De wetten van Kepler

Drie jaar na de dood van Copernicus werd *Tycho Brahe* geboren in Denemarken. Tijdens zijn rechtenstudie kreeg hij interesse in astronomie en ontdekte hij dat de modellen van Ptolemeus en Copernicus gebaseerd waren op onnauwkeurige waarnemingen. Hij concludeerde dat er betere waarnemingen nodig waren van de posities van de planeten terwijl ze bewogen langs de sterrenhemel. In deze tijd was de telescoop nog niet uitgevonden, en alle waarnemingen die gedaan werden waren dan ook met het blote oog. Hiervoor werd een speciaal observatorium (fig. 2.19) ingericht. Hier mat hij de posities met een nauwkeurigheid van $0,1^\circ$, vlakbij de grens wat met het oog is waar te nemen. Daarbij legde hij als eerste nauwkeurigheden van de waarnemingen vast. Hierdoor werden de waarnemingen beter vergelijkbaar met de modellen. In totaal verrichtte hij zo'n 20 jaar waarnemingen, maar deze konden hem nog steeds niet overtuigen van het heliocentrisch model, enkel en alleen omdat hij geen parallax waar kon nemen van de sterren.

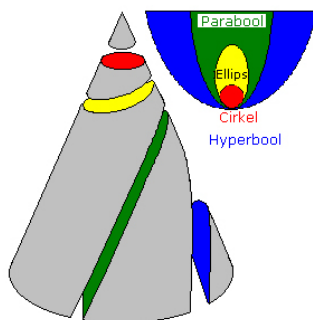


Brahe

Figuur 2.19: Tycho Brahe's observatorium, welke was ontworpen om de hoeken te meten van hemellichamen die aan de hemel stonden op precieze tijden.

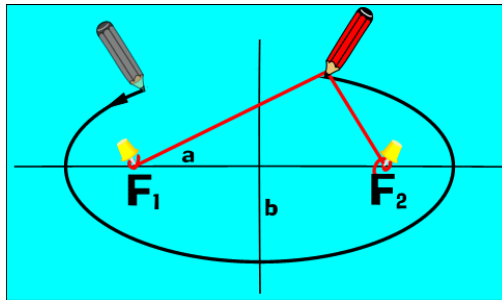
De assistent van Brahe, *Johannes Kepler* zou na de dood van Brahe in 1601, verder gaan met de waarnemingen die Brahe verzameld had. Het zou hem vier jaar, en 70 combinaties van cirkels en epicykels, kosten om met de waarnemingen van Brahe een model voor Mars te vinden dat binnen $0,13^\circ$ voorspellingen deed. Dit was echter nog steeds meer dan de nauwkeurigheid van de metingen, en Kepler wist dat het dus nog beter moest kunnen. Het duurde 9 jaar voordat hij een vorm vond die paste bij de baan van Mars. En daarbij ontdekte hij ook dat deze vorm niet alleen voor Mars paste, maar ook voor alle andere planeten. De vorm die hij gebruikte was een *ellips*.

Kepler



Figuur 2.20: Een ellips is een zogenaamde kegelsnede, net zoals een cirkel, een parabool en een hyperbool. Als je de kegel recht doorsnijdt krijg je een cirkel. Als je hem schuin doorsnijdt door de zijden van de kegel krijg je een ellips. Als je hem doorsnijdt evenwijdig aan een zijde krijg je een parabool en als je hem nog verder kantelt krijg je een hyperbool.

ellips = is een tweedimensionale figuur waarbij voor ieder punt op de ellips geldt dat de som van de twee afstanden tot de brandpunten een vaste waarde heeft.



Figuur 2.21: Het tekenen van een ellips is vrij simpel.

Wat is een ellips?

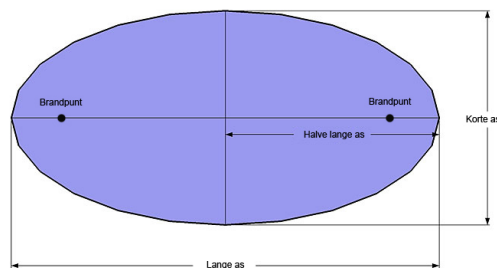
Teken een lijn en kies hierop twee punten, dit noem je de brandpunten. Van elk punt op een ellips kun je twee lijnen trekken naar de twee brandpunten. De som van de lengte van deze twee lijnen is altijd hetzelfde voor elk punt op de ellips.

Het is gemakkelijk om zelf een ellips te tekenen (fig. 2.21). Je steekt twee punaises in een stuk papier en je legt hier een elastiekje omheen. Als je een potlood in het elastiek steekt en het iets uitrekt en hier vervolgens een rondje mee tekent krijg je vanzelf een ellips. Het elastiek verandert niet van lengte, dus de som van de lengtes naar de brandpunten (de punaises) blijft gelijk. De vorm van de ellips verandert als je het elastiek langer maakt of de afstand tussen de brandpunten verandert.

De lange as van de ellips is de lijn die door de twee brandpunten gaat. De halve lange as (a) wordt gebruikt in berekeningen met de derde wet van Kepler omdat dit de gemiddelde afstand is van een punt op de ellips tot één van de brandpunten. De korte as is de kortste afstand van rand tot rand, loodrecht op de lange as. (Zie fig.2.22).

Een voorbeeld van een ellips in het dagelijks leven is een cirkel die je onder een hoek ziet. Als je cirkel recht van boven ziet is dit een ellips met een zogenaamde excentriciteit (uitgerekttheid) van 0. Wanneer je de cirkel steeds meer van schuin opzij bekijkt dan neemt de excentriciteit steeds verder toe, tot een maximum waarde van 1.

De excentriciteit is de verhouding van de afstand tussen de brandpunten en de lange as van de ellips.



Figuur 2.22: De assen van een ellips.

2.4.1 De eerste twee wetten van Kepler

Kepler publiceerde zijn eerste model van planeetbewegingen in 1609 in zijn boek 'The New Astronomy'. Hierin beschreef hij zijn bewegingswetten. De eerste wet luidt:

Eerste wet van Kepler

Elke baan van een planeet om de zon is een ellips, met de zon in één van de brandpunten van de ellips

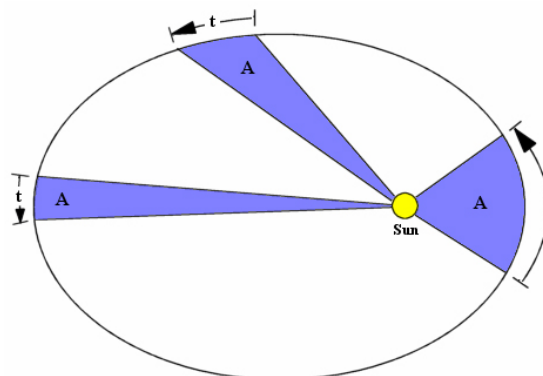
De tweede wet vertelt ons iets over de snelheid van de planeet als hij door zijn baan beweegt. Kepler zag dat een planeet sneller beweegt als hij dichterbij de zon is en langzamer wanneer hij verder weg is. Hij kon dit samenvatten in een wet waarmee de snelheid op ieder punt te berekenen was:

Tweede wet van Kepler (Ook wel: Perkenwet)

Een planeet beweegt langs zijn ellipsbaan met een snelheid die zo verandert dat de lijn die de planeet met de zon verbindt in gelijke tijden gelijke oppervlakken bestrijkt

Dit klinkt vrij ingewikkeld, maar valt eigenlijk wel mee. Stel we zien de baan van de aarde als een uitgerekte (sterk overdreven) ellips (fig. 2.23). De letters stellen tussenpozen van precies 1 maand voor. De gearceerde oppervlakken zijn de oppervlakken die bestreken worden door de lijn van de aarde naar de zon in die maand (perken). Het oppervlak van F naar G is dus even groot als het oppervlak van L naar A. Maar omdat van L naar A de aarde veel dichterbij de zon is, moet hij dus een grotere afstand afleggen (lees grotere snelheid hebben) om hetzelfde oppervlak te krijgen. Het mooie van de perkenwet is dat deze niet alleen geldt voor tussenpozen van één maand, maar voor elke willekeurig tijdsinterval. Deze wet beschrijft dus hoe de snelheid verandert als een planeet om de zon beweegt. Een planeet beweegt het snelst wanneer hij het dichtst bij de zon is (het *perihelium*) en het langzaamst wanneer hij het verst van de zon vandaan is (het *aphelium*).

perihelium = punt van dichtste nadering tot de zon
aphelium = punt van grootste afstand tot de zon



Figuur 2.23: De perkenwet van Kepler.

2.4.2 De derde wet van Kepler

Kepler ging een stap verder dan Ptolemeus en Copernicus in zijn zoektocht naar een goed model van de planeetbewegingen. Hij vroeg zich ook af *waarom* een planeet zo'n beweging uit zou voeren. Het was Kepler - en niet Newton (die we in het volgende hoofdstuk bespreken) - die voorstelde dat er een kracht was die de planeten bij de zon in de buurt hield. Daarnaast moest er volgens Kepler ook een aandrijfkraft zijn die planeten rond de zon liet draaien. Net zoals de aantrekkingskracht moest deze kleiner worden met de afstand tot de zon. Dat is waarom verder weg gelegen planeten langzamer bewogen, aldus Kepler. Het was de gedachte aan deze 'aandrijfkraft' die Kepler op het idee van zijn derde wet bracht. Hoewel deze kracht later niet bleek te bestaan, heeft het Kepler wel geholpen een wet op te stellen die Newton later zou helpen de wetten te vinden die de krachten wel goed beschrijven.

De derde wet van Kepler

De derde macht van de afstand van een planeet tot de zon is evenredig met het kwadraat van zijn omlooptijd, oftewel:

$$\frac{a^3}{T^2} = \text{constant} \quad (2.3)$$

Waarin:

a = gemiddelde afstand planeet-zon (ook wel de halve lange as van een ellips)

T = periode (omlooptijd) van de planeet

Als we r uitdrukken in AU en T in jaren is de constante gelijk aan 1

Opgave 2-4: verwerking: Derde wet van Kepler

Met behulp van de derde wet van Kepler kun je uit metingen van de omlooptijd ook de afstanden van een planeet tot de zon vinden.

- a Van Saturnus is de omlooptijd bepaald en deze blijkt 29,46 jaar te zijn. Wat is de afstand van Saturnus tot de zon in AU? (Vergelijk met tabel 2.1).
- b Toen Neptunus is ontdekt heeft men de afstand van Neptunus bepaald op 30,05 AU. Wat is de omlooptijd van Neptunus? (Vergelijk met je BiNaS boek)

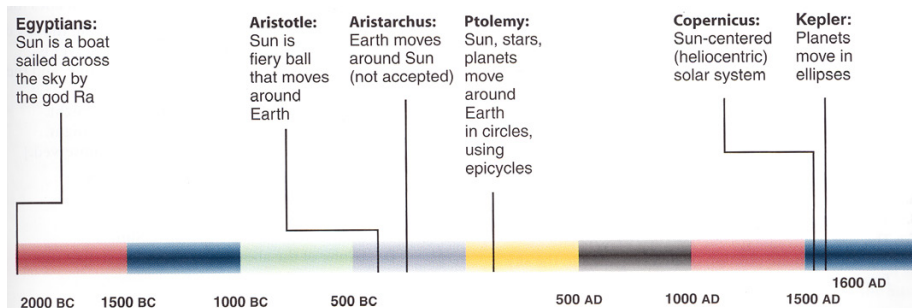
Kepler's aanpassingen aan het heliocentrisch model brachten het in overeenstemming met de data. Het heliocentrische model werkte nu beter dan het geocentrische. Om deze fit met de data te krijgen moest echter wel het eeuwenoude idee van perfecte cirkels verlaten worden. Kepler's enige reden om ellipsen te gebruiken was omdat het werkte. Ons begrip van ons zonnestelsel zou erg onbevredigend zijn als het hier stopte. We hebben immers wel een model van de bewegingen maar nog steeds geen idee over het *waarom*.

2.5 Conclusie

In dit hoofdstuk hebben we gekeken naar modellen van de hemel van de oudheid tot ongeveer 1600 na Chr., inclusief de modellen van Ptolemeus en Copernicus. Beide modellen hadden simpele regels om de beweging van de sterren te verklaren, maar meer ingewikkelde modellen voor de planeetbewegingen. Copernicus' model had een esthetische voorsprong, omdat het geen speciale regels nodig had voor Mercurius en Venus, waar Ptolemeus die wel moest hebben. Echter als we kijken naar het belangrijkste criterium, het passen van de waarnemingen in het model, was het model van Copernicus niet veel beter dan dat van Ptolemeus. Om Copernicus' model te accepteren moest er een totaal ander beeld van de wereld geaccepteerd worden, omdat dit model de aarde van zijn centrale plaats verplaatste naar gewoon een plekje tussen de andere planeten.

Kepler's aanpassing van het model van Copernicus door het gebruik van ellipsen en het gebruik van veranderlijke snelheden, loste het probleem van de niet-passende data op. Volgens de criteria voor wetenschappelijke modellen is het model van Kepler dan ook beter dan dat van Ptolemeus. Kepler's model had echter nog één groot probleem. De wetten die hij voorstelde waren niet 'logisch' en leken op niets wat eerder in de natuur was gezien. Ze zorgden voor een fit van de data, en ze waren esthetisch mooi, maar ze leken uit het niets gekomen te zijn. Dit noem je ook wel een *empirisch model*. Voordat het heliocentrisch model geaccepteerd kon worden moesten de wetten van Kepler eerst verklaard kunnen worden met andere verschijnselen die we zien.

empirisch model = model gebaseerd op waarnemingen, zonder verder theoretische onderbouwing



Figuur 2.24: De modellen van het heelal van de afgelopen 4000 jaar, waarin de meeste veranderingen plaatsvonden in de laatste 500 jaar. Dit hoofdstuk eindigde rond het jaar 1600.

2.6 Oefeningen

Opgave 2-5: Erasthenes

Stel je leeft op de planeet Fomalhaut. Op een dag schijnt de zon recht boven een plaats 2500 km ten zuiden van waar jij woont. Jij ziet de zon onder een hoek van 65° met de horizon.

Wat is de straal van de planeet?

Opgave 2-6: toepassing: Lengte, afstand en hoekmaat

- Een trein van 128 m lengte staat stil op het Centraal Station Utrecht. Wat is de hoek waaronder de trein wordt gezien door een waarnemer op de Dom in Utrecht? De afstand CS-Dom is 700 m.
 - Op een dag kijk je naar boven en je ziet een Boeing 747 bij de maan vliegen. Je maakt er een foto van (fig. 2.25). Je weet uit de lessen ANW dat de maan een hoek maakt van ongeveer 0.5° en dat een 747 70 meter lang is. Bepaal de afstand waarop de Boeing-747 op dit moment van je vandaan vloog.
-



Figuur 2.25: Een Boeing-747 vliegt voor de maan langs.

Hoofdstuk 3

Zwaartekracht en de moderne astronomie

3.1 Inleiding

Op 20 juli 1969 landden mensen voor het eerst op de maan. Vanaf de maan klonken de historische woorden van Neil Armstrong: “That’s one small step for (a) man, one giant leap for mankind”. De vlucht naar de maan was mogelijk onder andere door de ontdekkingen die in dit hoofdstuk besproken worden. Misschien wel de belangrijkste ontdekking was dat de wetten van de natuurkunde die de bewegingen op aarde beschreven dezelfde wetten zijn die de beweging van de maan en alle andere hemellichamen beschrijven. De stap van Neil Armstrong op de maan was tot nog toe de laatste stap in een serie gebeurtenissen in de afgelopen 300 jaar met de inbreng van de grootste wetenschappers van de laatste eeuwen. Hun werk heeft geleid tot de verkenning van de ruimte en de moderne astronomie.

Hoewel Kepler’s wetten er in slaagden om de nauwkeurigheid van het heliocentrisch model te vergroten, was het het werk van Galileo Galilei en Isaac Newton dat leidde tot de uiteindelijke overwinning van dit model. Meestal kennen we het begin van de moderne wetenschap toe aan Galilei, en Newton formuleerde een aantal basiswetten van de natuurkunde. Zijn werk hielp ons niet alleen de zwaartekracht te begrijpen¹, maar werkte ook als drijfveer voor de Industriële Revolutie. In de 20^e eeuw veranderde Albert Einstein ons begrip voor ruimte, tijd en massa, waarbij hij de wetten van Newton aanpaste zodat ze toepasbaar werden op alle exotische objecten die we tegenwoordig in de ruimte kunnen zien, ver buiten wat Newton zich ooit voor had kunnen stellen.

In dit hoofdstuk zien we hoe Galilei met zijn telescoop het heliocentrisch model bevestigde. Dan zien we hoe Newton’s wetten de bewegingen van de hemellichamen konden verklaren, zodanig dat er nog maar een paar vragen overbleven. Deze vragen werden beantwoord door Einstein met zijn algemene relativiteitstheorie.

3.2 Galileo Galilei en zijn telescoop

Galileo was de eerste mens die een telescoop gebruikte om de hemel te bestu-

Galileo

¹Hoewel we wel begrijpen wat de effecten zijn van zwaartekracht is er nog steeds geen idee van wat zwaartekracht precies is. Er zijn wel modellen, maar er zijn nog geen waarnemingen die deze modellen bewijzen

Lipperhey

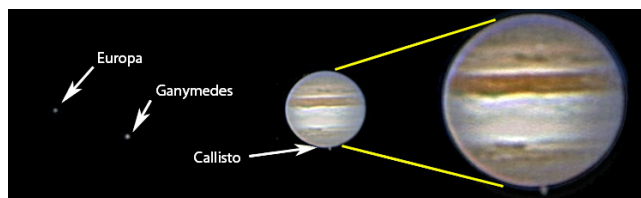
deren. Deze bouwde hij in 1609 nadat hij hoorde over telescopen die door de Nederlander *Johannes Lipperhey* in Middelburg gebouwd werd voor het observeren van schepen op zee. Een aantal waarnemingen van Galilei zouden de discussie over de keus voor het geocentrisch of het heliocentrisch model definitief afsluiten.



Figuur 3.1: Eén van de eerste telescopen, gebruikt om een kasteel te bespioneren.

Eén van de dingen die Galilei zag was dat er veel meer sterren waren dan je met het blote oog kunt zien. Dit was echter in strijd met de interpretatie van de Bijbel toentertijd, waarin stond: *“God dan maakte die twee grote lichten; dat grote licht tot heerschappij des daags, en dat kleine licht tot heerschappij des nachts; ook de sterren. En God stelde ze in het uitspansel des hemels, om licht te geven op de aarde. (Genesis 1:6-7)”*. Waarom zouden er sterren zijn die zo zwak zijn dat je ze niet kunt zien als het doel was om de aarde te verlichten? Om deze reden waren er mensen die weigerden door een telescoop naar de hemel te kijken.

In 1610 richtte Galileo zijn telescoop op Jupiter. Vlakbij de planeet zag hij drie zwakke sterren. Ze stonden allemaal in lijn met de planeet, twee ten oosten, en één ten westen van de planeet. Toen hij de waarnemingen herhaalde zag hij dat het zelfs vier ‘sterren’ waren, en dat ze om Jupiter heen bewogen (fig. 3.2). Het waren manen van Jupiter. Hij concludeerde dat de manen om Jupiter draaiden, net zoals de planeten om de zon. Dit was in strijd met het model van Ptolemeus, waar alles om de aarde draaide.



Figuur 3.2: Jupiter en drie van zijn manen. De vierde (Io) bevindt zich achter Jupiter. Opname 24-06-2010 door A. vd Hoeven

Galileo Galilei

Galileo Galilei werd geboren in Pisa, Italië op 15 februari 1564. Hij kwam uit een vooraanstaande familie en op zijn 12^e ging hij naar school, waar hij de normale lessen Grieks, Latijn en logica volgde. Hij ging medicijnen studeren op zijn 17^e, maar verloor zijn interesse en ging wiskunde studeren. Hij moest echter na 4 jaar de opleiding verlaten wegens geldgebrek.

Galileo ging door met wiskunde bestuderen na het verlaten van de universiteit en in 1589, op 25 jarige leeftijd, werd hij wiskunde professor in Pisa en bracht daar de volgende 20 jaar mee door. In zijn vroege jaren had Galileo weinig interesse in astronomie, maar als medisch student moest hij wat astronomie leren, en zo kwam hij in aanraking met het model van Ptolemeus. In 1597 kreeg hij een boek in handen van Kepler over het model van Copernicus. Galileo had een duidelijke voorkeur voor dit model, maar dat hield hij geheim. Pas in 1613, na zijn waarnemingen, kwam hij hier openlijk voor uit.

Galileo's bekendmaking van zijn steun voor het heliocentrisch model startte een onrust die hem en de maatschappij veel verdriet zou bezorgen. Eén van de factoren die hierbij een rol speelde was dat Galileo al zijn werk in het Italiaans schreef, terwijl tot dan toe alle wetenschappelijke publicaties in het Latijn werden geschreven. Door deze keus werd zijn werk bereikbaar voor het gewone volk. Dit deed hij omdat hij ervan overtuigd was dat iedereen die kon lezen kon begrijpen waarom hij een voorkeur had voor het model van Copernicus. In 1616 verklaarde de Katholieke kerk dat het model van Copernicus vals en absurd en verboden zij Galileo dit model te ondersteunen. Ook Luther en Calvin waren tegenstanders van het model van Copernicus en lieten dit duidelijk blijken.



Figuur 3.3: Galileo voor de inquisitie, door: Cristiani Banti (1857)

Op de leeftijd van 70 jaar werd Galileo door de inquisitie veroordeeld tot levenslang huisarrest. Ook zijn boek *A dialogue on the great world systems*, gepubliceerd in 1632, werd verboden. Galileo werd gedwongen publiekelijk afstand te nemen van zijn ideeën, om zodoende de brandstapel te vermijden. Uiteindelijk was ook de katholieke kerk niet in staat de ideeën tegen te houden en in 1992 werd officieel door de katholieke kerk gezegd dat ze een fout hadden gemaakt door Galileo te veroordelen.

3.2.1 De fasen van Venus

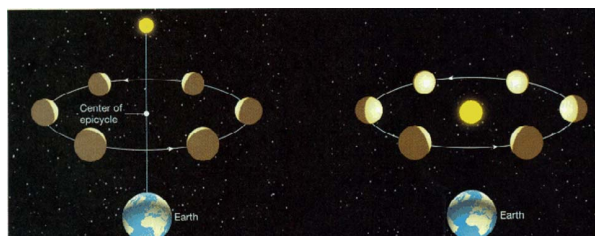
Het meest overtuigende bewijs dat Galileo vond om het heliocentrisch model aan te nemen was dat hij gedurende een langere periode zag dat Venus alle fasen vertoonde die de maan ook liet zien (zie fig. 3.4).



Figuur 3.4: De fasen van Venus gefotografeerd in 2002 op de TBGS Observatory door Chris Proctor

Venus bevindt zich nooit ver van de zon en Ptolemeus verklaarde dit door een epicykel die altijd in lijn bleef met de lijn aarde-zon. Omdat Venus zich dus altijd tussen de aarde en de zon bevindt zal Venus voor ons gezien altijd van achter belicht worden, en kunnen we dus nooit een 'volle Venus' zien. Als dit model juist was dan zouden we de fasen moeten zien zoals in fig. 3.5 links. Als we echter het model van Copernicus gebruiken (fig. 3.5 rechts) dan zien we wel alle fasen, en dit kwam ook overeen met de waarnemingen van Galileo. Eindelijk was er dus een waarneming die de keus mogelijk maakte tussen één van de twee modellen. Het heliocentrisch model werd het gekozen model. Het zou echter nog vele tientallen jaren duren voordat ook de maatschappij dit model zou accepteren (zie blz. 47).

Er was echter nog één probleem. De wetten van Kepler, die de bewegingen goed voorspelden zoals Galileo ze zag, hadden nog geen logica, maar ze werkten wel. Het zou Newton zijn, die geboren werd in het jaar dat Galileo stierf die de verbinding zou maken tussen de theorie en de empirische modellen van Kepler. Een duidelijke animatie die de fasen voorspeld door Ptolemeus laat zien kun je vinden op <http://astro.unl.edu/classaction/animations/renaissance/ptolemaic.html>



Figuur 3.5: De fasen van Venus zoals voorspeld door Ptolemeus(links) en Copernicus(rechts)

The Holy Spirit intended to teach us in the Bible how to go to heaven, not how the heavens go.
Galileo

3.3 Newton en zijn bewegingswetten

Vanuit de natuurkunde zijn we bekend met de drie wetten van Newton.

Eerste wet:

Als er geen kracht van buiten op een voorwerp werkt, dan blijft het voorwerp met een constante snelheid in een rechte lijn bewegen (als het al beweegt), of het blijft stil liggen (als het al stil lag).

Tweede wet:

Een resultante kracht op een voorwerp laat het voorwerp rechtevenredig versnellen met de kracht en omgekeerd evenredig met de massa.

$$\Sigma F = m \cdot a \quad (3.1)$$

Derde wet:

Als een object A een kracht op object B uitoefent, dan oefent object B een even grote tegengestelde kracht uit op A.

Met behulp van deze wetten kun je ook gaan kijken naar voorwerpen die zich in cirkelvormige (of ellipsvormige) banen bewegen. Voor het gemak gaan we hier nu uit van cirkelvormige banen.

Om de bewegingswetten voor cirkelvormige bewegingen te bekijken gaan we eerste even naar de wiskunde van de cirkelbaan kijken. We gaan er vanuit dat een voorwerp zich met een constante snelheid rondom een ander voorwerp (laten we zeggen een ster) beweegt. Dan moet gelden dat het voorwerp in de omlooptijd (T) één rondje maakt rondom de ster. Er geldt dus dat de afstand die het voorwerp aflegt gelijk is aan de omtrek van de cirkel met een straal r . We kunnen nu de snelheid berekenen met:

$$v = \frac{2\pi r}{T}, \quad v = \text{snelheid}(m/s), \quad r = \text{straal}(m), \quad T = \text{omlooptijd}(s) \quad (3.2)$$

Volgens de eerste wet van Newton moet er een kracht werken om de snelheid van een voorwerp te veranderen. Van een voorwerp dat in een cirkel beweegt verandert de snelheid constant, dus de logische conclusie moet zijn dat er dan ook een kracht op het voorwerp werkt. De vraag is echter hoe groot die kracht dan is.

De middelpuntzoekende kracht, zoals deze kracht wel genoemd wordt, is de kracht die nodig is om een voorwerp in een cirkelvormige baan te houden. Deze kracht is gelijk aan:

$$F_{mpz} = \frac{m \cdot v^2}{r} \quad (3.3)$$

Hierin is:

m = massa van het voorwerp (in kg)

v = snelheid van het voorwerp (in m/s)

r = straal van de cirkelbaan (in m)

Newton's eerste wet zegt dat een object met dezelfde snelheid blijft bewegen in dezelfde richting als er geen netto kracht op werkt. Dit geldt voor objecten op aarde, maar is dit ook zo voor de hemellichamen? Aristoteles dacht dat de wetten die golden op aarde niet golden in de ruimte, maar Newton zocht juist naar een manier om de aardse wetten ook in de ruimte toe te passen.

Het was in 1665 dat Newton begon te beseffen dat de zwaartekracht van de aarde ook wel eens op de maan zou kunnen werken. De maan beschrijft een bijna cirkelvormige baan rond de aarde, dus als de bewegingswetten ook voor de maan golden, dan moet er ook op de maan een middelpuntzoekende kracht werken. Newton nam aan dat er een aantrekkende kracht was tussen de aarde en de maan, en dat deze werkt als middelpuntzoekende kracht. Wat was de oorzaak van deze kracht?

Newton had geen idee, maar hij veronderstelde wel dat het dezelfde kracht was die zorgde dat alles op aarde naar beneden viel. Het inzicht dat alle materie (vandaar de term universele) elkaar aantrekt begon zo vorm te krijgen. Newton zag in dat de aantrekkingskracht tussen de zon en de planeten kwadratisch met de afstand af nam en rechtevenredig was met de massa's van de twee objecten die om elkaar heen draaien. Op basis van deze gegevens kwam hij tot de *Universele Gravitatiewet*:

Universele Gravitatie-wet

$$F_g = G \frac{m_1 \cdot m_2}{r^2} \text{ met } G = 6,67 \cdot 10^{-11} \frac{\text{Nm}^2}{\text{kg}^2} \quad (3.4)$$

Hierin is G de Universele gravitatieconstante.

F_g = de aantrekkingskracht tussen beide voorwerpen (in N)

m_1 = massa voorwerp 1 (in kg)

m_2 = massa voorwerp 2 (in kg)

r = afstand tussen beide voorwerpen (in m)

Volgens Newton trok dus ieder object in het heelal ieder ander object aan. Dus dit geldt ook voor jou en bijvoorbeeld de pen die voor je op tafel ligt. Als je echter uitrekent met bovenstaande formule hoe groot die kracht is zul je zien dat deze zo klein is dat je daar in praktijk niks van merkt. Voor de aantrekking tussen jou en de aarde vind je echter waarden die wel heel groot zijn en dus niet verwaarloosbaar.

Volgens Newton zorgde de zwaartekracht er niet alleen voor dat objecten naar beneden vallen, maar ook dat de maan om de aarde blijft draaien, en de planeten om de zon.

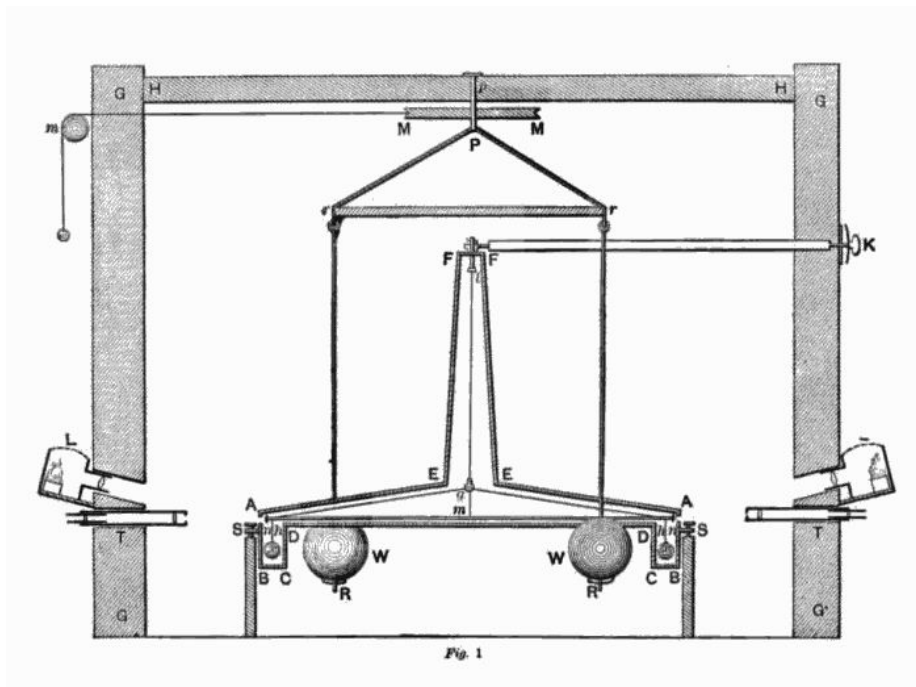
Opgave 3-1: Zwaartekracht

Op het aardoppervlak weegt Junis 1200 N. Hoeveel weegt hij op 20.000 km boven het aardoppervlak?

Universele gravitatieconstante

De universele gravitatieconstante G is één van de moeilijkst te bepalen natuurkundige constanten. Newton gaf deze constante een plaats in de universele gravitatiewet, maar het zou tot 1798 (71 jaar na Newton's dood) duren voordat er een eerste meting van de grootte van deze constante kwam. Deze meting werd uitgevoerd door *Cavendish* met een bijzonder instrument (zie fig. 3.6).

Cavendish



Figuur 3.6: De meetopstelling waarmee Cavendish de constante G mat.

In dit instrument hingen twee loden ballen van 158 kg vlakbij twee kleine loden ballen van 0,73 kg per stuk. De aantrekkingskracht tussen de ballen zorgde voor een kleine verdraaiing van het instrument die meetbaar was. De kracht die voor deze verdraaiing zorgde had een grootte van $1,47 \cdot 10^{-7}$ N (ongeveer het gewicht van een korrel zand!). Om verstoringen te voorkomen stond het instrument in een gesloten box en keek Cavendish met telescopen door twee kleine openingen om de verdraaiing te meten. Het doel van het experiment was echter niet om G te bepalen, maar om de dichtheid van de aarde te meten. Pas 75 jaar na het experiment werd uit de metingen van het experiment de G bepaald op $6,74 \cdot 10^{-11} \text{ Nm}^2 \text{ kg}^{-2}$, dit is maar 1% afwijkend van de op dit moment bekende waarde.

De huidige waarde is nog steeds maar zeker tot op drie significante cijfers, en dit komt o.a. doordat er altijd invloeden zijn van andere voorwerpen in de omgeving en omdat de G geen connectie heeft met andere natuurconstanten, waardoor er geen indirecte manier is om G te bepalen.

De waarden die bepaald worden met hedendaagse experimenten variëren tussen de 6,67 en $6,69 \cdot 10^{-11} \text{ Nm}^2 \text{ kg}^{-2}$.

3.3.1 Newton en de wetten van Kepler

De wetten van Kepler, zagen we eerder, waren zuiver empirische wetten. Er was geen theoretische basis om deze wetten te ondersteunen. Door het werk van Newton werd deze basis echter gevonden, en Newton kon dan ook deze wetten direct uit zijn formules afleiden. De eerste wet van Kepler kon Newton met een aantal aannames, die we nu niet zullen behandelen, bewijzen. De tweede wet van Kepler is vrij gemakkelijk zonder formules inzichtelijk te maken als we kijken naar fig. 3.7. De tweede wet van Kepler luidt: Een planeet beweegt langs zijn ellipsbaan met een snelheid die zo verandert dat de lijn die de planeet met de zon verbindt in gelijke tijden gelijke oppervlakken bestrijkt.



Figuur 3.7: De verandering van de snelheid (2e wet van Kepler) verklaard door Newton.

Stel er is een planeet in een (sterk overdreven) elliptische baan. Wanneer de planeet zich op punt A bevindt dan werkt de kracht in de richting van de zon. Deze kracht staat niet loodrecht op de beweging, zoals in een cirkelvormige baan. Er is dus een stukje van de kracht in de richting van de baan gericht, en die zorgt ervoor dat de planeet steeds sneller gaat. In punt B is er juist een stukje van de kracht die tegen de beweging in gaat, en de planeet remt dus af. Dit komt volledig overeen met de tweede wet van Kepler. Deze wet voorspelde namelijk dat een planeet in zijn perihelium het snelst bewoog en in zijn aphelium het traagst (blz. 41).

De derde wet van Kepler volgens Newton

Newton kon met zijn model de formule voor de derde wet van Kepler opstellen voor planeten. Hij nam aan dat de gravitatiekracht die volgt uit de universele gravitatiewet (vgl. 3.4) gelijk moet zijn aan de middelpuntzoekende kracht die nodig is voor een cirkelbeweging (vgl. 3.3) (Er wordt voor gemiddelde afstand de *halve lange as* a van de ellips gebruikt ipv de straal r omdat bij een ellipsbeweging de afstand continu verandert).

$$G \frac{m_{zon} \cdot m_{pl}}{a^2} = \frac{m_{pl} \cdot v^2}{a} \quad (3.5)$$

Er geldt dus:

$$v^2 = G \frac{m_{zon}}{a} \quad (3.6)$$

Als we nu vgl. 3.2 invullen voor v dan volgt:

$$\left(\frac{2\pi a}{T}\right)^2 = G \frac{m_{zon}}{a} \Rightarrow \frac{4\pi^2 a^2}{T^2} = G \frac{m_{zon}}{a} \quad (3.7)$$

Dit omschrijven geeft:

$$\frac{a^3(\text{in } m)}{T^2(\text{in } s)} = G \frac{m_{zon}(\text{in } kg)}{4\pi^2} \rightarrow \text{De derde wet van Kepler} \quad (3.8)$$

Deze wet geldt ook voor manen rond planeten enz. als je voor de massa bijv. de massa van de planeet invult.

Dit is volledig vergelijkbaar met vgl. 2.3. Het enige verschil is dat nu de straal in meters wordt ingevuld en de omlooptijd in s. Voer je de straal in AU in en de omlooptijd in jaren dan volgt weer vgl. 2.3.

Voor dubbelsterren, waarbij de twee sterren om een gezamenlijk middelpunt draaien, geldt de volgende formule:

$$\frac{a_{(AU)}^3}{T_{(jaar)}^2} = \frac{m_{ster1} + m_{ster2}}{m_{zon}} \quad (3.9)$$

Voorbeeld

Stel je doet waarnemingen aan een dubbelster met een telescoop. Uit de waarnemingen blijkt dat de omlooptijd van het systeem 4 jaar is en dat de gemiddelde afstand tussen de twee sterren 8 AU is. Dan blijkt dat:

$$\frac{8^3}{4^2} = 32 = \frac{m_{ster1} + m_{ster2}}{m_{zon}} \quad (3.10)$$

Dus de totale massa van de twee sterren is 32x de massa van de zon. We kunnen echter nog niks zeggen over de afzonderlijke massa's, daar hebben we nog één gegeven voor nodig.

Opgave 3-2: verwerking: Derde wet Kepler

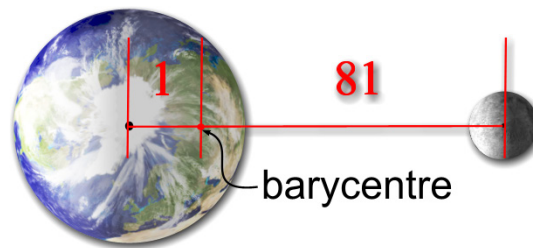
Een satelliet draait rond de maan met een omlooptijd van $T=11,5$ h op een gemiddelde afstand van het middelpunt van de maan van 5960 km. Wat is de massa van de maan? (Vergelijk het antwoord met je BiNaS).

Opgave 3-3: Manen van Jupiter

Zoek in je BiNaS de gegevens op van Jupiter en zijn 4 grote manen (Io, Europa, Ganymedes en Callisto). Toon aan dat de 3^e wet van Kepler ook geldt voor het Jupiter-maan systeem.

Het massamiddelpunt

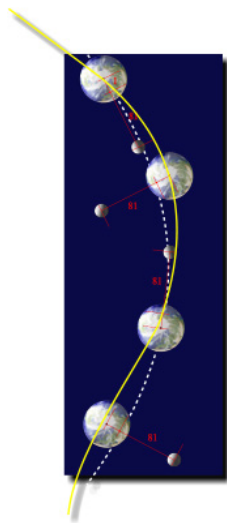
Twee objecten die om elkaar heen draaien, bewegen rondom het zogenaamde massamiddelpunt van de twee objecten. Dit massamiddelpunt kun je vergelijken met het draaipunt bij momenten. Als je bijvoorbeeld kijkt naar de aarde en de maan dan heeft de aarde een 81x zo grote massa dan de maan. Dan zal het massamiddelpunt ook 81x zo dicht bij de aarde te vinden zijn dan bij de maan (zie fig. 3.8).



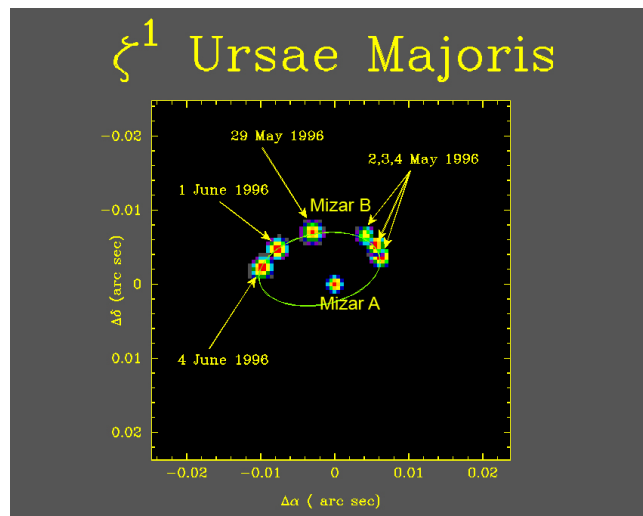
Figuur 3.8: Het massamiddelpunt van het aarde-maan systeem ligt 81x zo dicht bij de aarde dan bij de maan.

Bron: http://www.asc-csa.gc.ca/images/orbites_trans_barycentre.png

De aarde en de maan draaien dus als het ware om dit punt heen (zie fig. 3.9). Het was deze waarneming die ons, totdat het ruimtevaarttijdperk aanbrak, in staat stelde de massa van de maan te bepalen.



Figuur 3.9: De beweging van de aarde en de maan om hun gezamenlijk massamiddelpunt.

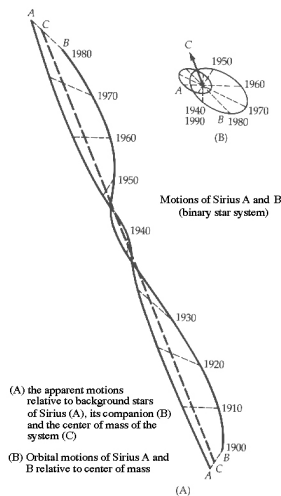


Figuur 3.10: De beweging van de sterren Mizar A en B om hun gezamenlijk massamiddelpunt. Welke ster is het zwaarst?

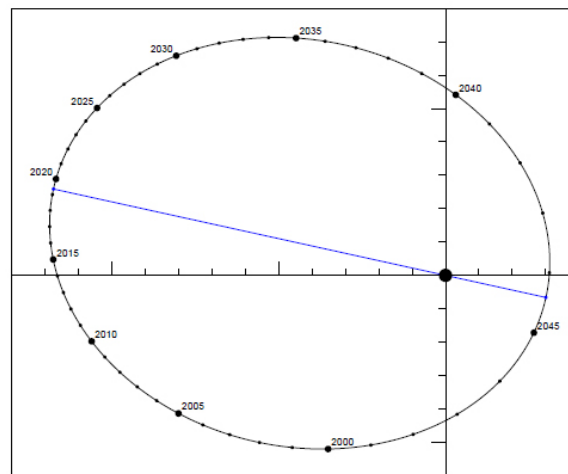
In het vorige voorbeeld zagen we dat de totale massa van de dubbelsterren 32x de massa van de zon was. Stel dat je ziet dat ster 1 3x zo ver van het massamiddelpunt verwijderd is dan ster 2. Dan heeft ster 2 3x de massa van ster 1, en weet je dus dat ster 1 8x de massa van de zon en ster 2 24x de massa van de zon heeft.

Opgave 3-4: verwerking: Sirius, een dubbelster

Sirius is de helderste ster die we aan de hemel kunnen zien. Al in 1844 zag Friedrich Bessel dat de ster geen rechte lijn langs de hemel beschreef, maar een beetje golvende lijn. Hieruit viel af te leiden dat Sirius een dubbelster moet zijn. In 1862 werd deze tweede ster ook daadwerkelijk waargenomen. In fig. 3.11 zie je de beweging van Sirius aan de hemel. In fig. 3.12 zie je de ellipsbaan die de tweede ster Sirius-B beschrijft om Sirius-A. Met behulp van deze twee figuren gaan we nu zelf de massa's van de twee sterren bepalen.



Figuur 3.11: De slingerbeweging van Sirius laat duidelijk zien dat dit een dubbelster is.



Figuur 3.12: De beweging van Sirius-B om Sirius-A. Elke streepje op de as stelt 1'' voor.

- Wat is de omlooptijd van Sirius-B in jaren?
- Sirius blijkt een parallax te vertonen van $0,375''$. Wat is de afstand tot Sirius in lichtjaren?
- Bepaal uit de figuur wat de gemiddelde afstand in boogseconden is tussen Sirius-A en B (Tip: de gemiddelde afstand is gelijk aan de halve lange as van de ellips.)
- Bereken wat de afstand is in AU tussen de twee sterren. (Tip: zie ook opg.2-6)
- Bereken mbv vgl. 3.9 de totale massa van de twee sterren (in zonsmassa's).
- Bepaal uit de linkerfiguur de verhouding van de afstanden van de twee sterren
- Bereken de afzonderlijke massa's van de twee sterren (in zonsmassa's).²

²Werkelijke waarden: Sirius-A 2,35x, Sirius-B 0,99x, onderlinge afstand 20 AU

3.4 Newton voorbij

In de wetenschap zoeken we constant naar verbanden, en proberen we verschijnselen via eenvoudige principes aan elkaar te knopen. We hebben gezien hoe Newton de planeetbewegingen kon verklaren met zijn bewegings- en zwaartekrachtswetten. Dankzij Newton's wetten werden o.a. de getijden op aarde verklaard en kon men afleiden dat de planeet Neptunus moest bestaan, voordat men hem met een telescoop gezien had.

Je zou dan ook kunnen concluderen dat de wetten van Newton belangrijke basiswetten zijn voor de natuurkunde. Ze verklaren bewegingen op een wetenschappelijke manier, zijn te testen en ze passen met andere wetten zoals die van Kepler. We noemen dan ook de natuurkunde gebaseerd op de wetten van Newton wel de Newtonse mechanica, of ook wel de klassieke mechanica. Newton was er in geslaagd een eenduidig model te maken dat zowel op aarde als in de ruimte geldig was. Het zou duren tot de 20^e eeuw totdat men ontdekte dat ook de wetten van Newton niet altijd geldig waren en dat er dus een uitbreiding op deze wetten nodig was.

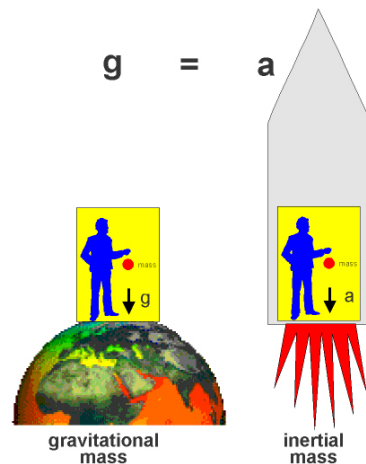
3.4.1 De algemene relativiteitstheorie

Massa is een maat voor de traagheid van een voorwerp. Het zegt iets over hoe gemakkelijk een voorwerp van snelheid kan veranderen. Massa is volgens Newton ook de grootte die aangeeft hoe groot de aantrekkingskracht van een voorwerp is. Dit zijn toch twee totaal verschillende begrippen, maar ze hebben wel dezelfde eigenschap nodig. Dit is zeker geen toeval, en dus wilden wetenschappers weten wat het verband was tussen deze twee begrippen.

Het was Einstein die dit probleem aan zou pakken en in zijn algemene relativiteitstheorie zou oplossen. Zijn theorie stelde als beginvoorwaarde dat zwaartekracht en versnelling blijkaar één en hetzelfde begrip moet zijn.

Een persoon in een raket (zie fig. 3.13 links) laat een voorwerp vallen als de raket nog stil staat op aarde. Dezelfde persoon laat later het voorwerp weer vallen, maar nu in een raket die heel ver van de aarde vliegt zodat de F_z gelijk is aan 0. De raket vliegt met een constante versnelling van $9,81 \frac{m}{s^2}$ door de ruimte. Hij zal het voorwerp op exact dezelfde manier zien vallen als op aarde. Hij kan geen verschil maken tussen vallen ten gevolge van een zwaartekracht of vallen ten gevolge van een versnelling. Het zogenaamde *equivalentie principe* van Einstein's algemene relativiteitstheorie zegt dat er geen enkel experiment is te verzinnen waarmee het verschil te bepalen is.

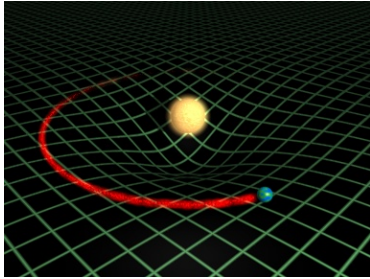
Einstein verklaarde dit verschijnsel met behulp van ruimte-tijdromping. Dit is een erg lastig begrip, dat ik zal proberen uit te leggen. Wij kennen allemaal drie dimensies als we een plaats op aarde beschrijven, namelijk een



Figuur 3.13: Zwaartekracht en versnelling zijn één en hetzelfde begrip.

equivalentie principe

noord-zuid coördinaat, een oost-west coördinaat en een hoogte. Stel nu dat je hele kleine twee-dimensionale diertjes zou hebben die op het oppervlak van een hele grootte ballon leven. Zij kunnen noord-zuid waarnemen, en ook oost-west, maar hebben geen besef van hoogte, het oppervlak is immers helemaal glad. Als de ballon maar groot genoeg is zullen zij nooit zien dat de ballon krom loopt. Stel nu dat één van de wezens beseft dat de ballon een bol is, hoe moet hij dit dan uitleggen? Hij kan zeggen dat de ballon omlaag loopt, maar dit heeft geen betekenis voor de anderen, want die kennen het begrip omlaag niet.



Figuur 3.14: De kromming van de ruimte door de zon.

Op eenzelfde manier kunnen we ook de kromming van de ruimte zien. Zware voorwerpen zorgen dat de ruimte gekromd wordt. De zon, die een hele grote massa heeft, kromt de ruimte rond haar heen (zie fig. 3.14). Een rechte lijn langs de zon is een kromme lijn geworden. Licht dat vlak langs een zwaar voorwerp beweegt zal dus deze kromming moeten volgen. Ver van de zon is de ruimte vlak en merk je hier vrijwel niks meer van. Hoe dichterbij de zon je komt des te groter de kromming. Als de snelheid van een voorwerp goed wordt gekozen kan een voorwerp precies de kromming volgen en zo in een baan om de zon komen, net als de aarde in de figuur. Het is dus zo dat massa de ruimte laat krommen en dat de kromming dan weer bepaalt hoe een voorwerp moet bewegen.

Dit klinkt als een erg zweverig verhaal, en je zou dan ook bijna gaan denken dat dit nooit zo kan zijn, maar toch zijn er inmiddels waarnemingen die aantonen dat Einstein's beeld van de ruimte waarschijnlijk toch correct is.

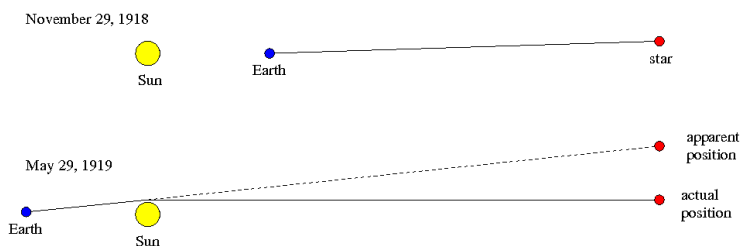
In Newton's beeld van de zwaartekracht hebben voorwerpen op afstand een interactie met elkaar. Het éne voorwerp beïnvloedt het andere voorwerp door de lege ruimte heen. Als ik een appel loslaat begint hij *onmiddellijk* te vallen. Maar hoe weet de appel wanneer hij moet gaan vallen en hoe sterk de aantrekkingskracht van de aarde is? Einstein stelde voor dat in plaats van dat zwaartekracht een aantrekkende kracht is tussen twee voorwerpen, we de ruimte gekromd moeten zien door de aanwezigheid van de massa's. De voorwerpen bewegen dankzij deze kromming.

3.4.2 Bewijzen voor de algemene relativiteitstheorie

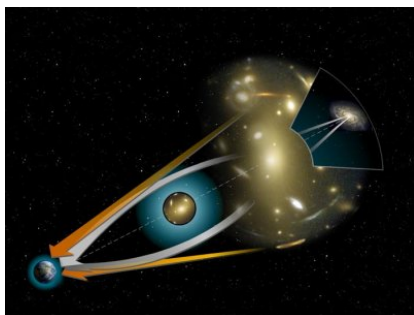
Buiging van licht door zwaartekracht

In de vorige paragraaf zagen we dat een lichtstraal door een zware massa afgebogen kan worden. Dit werd voorspeld door Einstein in 1915, en waarnemingen tijdens een zonsverduistering in 1919 lieten zien dat hij gelijk had. Licht van sterren die vlak langs de zon schenen tijdens de verduistering leken van een andere plaats te komen dan wanneer de zon er niet was (fig. 3.15). De afbuiging was zo'n 1,75 boogseconden.

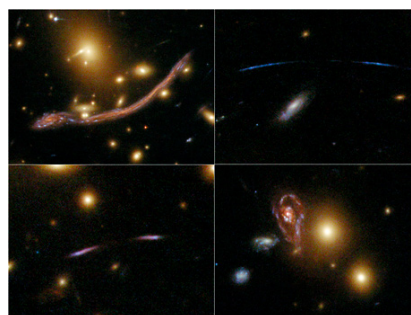
Newton voorspelde dat licht, omdat licht geen massa had, ook geen invloed zou ondervinden van de zwaartekracht. Omdat dit alleen gebeurt bij heel zware objecten had niemand dit ooit eerder waargenomen, en twijfelde men ook niet aan het model. Einstein's model zegt dat licht wel een effect van



Figuur 3.15: De buiging van licht werd tijdens de eclips in 1919 voor het eerst waargenomen.



Figuur 3.16: Een dichtbijgelegen sterrenstelsel kan licht van verder weg gelegen stelsels afbuigen.



Figuur 3.17: Zwaartekrachtlenzen zoals waargenomen door Hubble. De gebogen lijnen bestaan uit licht van ver weg gelegen stelsels dat afgebogen wordt.

zwaartekrachtlenzen

zwaartekracht ondervindt, omdat ook licht de kromming van de ruimte moet volgen. Einstein's model voorspelt ook dat licht in de ruimte afgebogen kan worden als licht van ver weg gelegen sterrenstelsels door daarvoor gelegen zware sterrenstelsels heen moet. Dit noemen we ook wel *zwaartekrachtlenzen*. Deze zijn inmiddels door de Hubble Space telescope al vele malen waargenomen (fig. 3.16).

De baan van Mercurius

precessie = verandering van baan ten gevolge van externe krachten

In 1859 berekende Urbain le Verrier dat de baan van Mercurius een *precessie* vertoonde. Fig. 3.19 laat dit effect duidelijk (maar sterk overdreven) zien. Het perihelium van Mercurius lijkt langzaam om de zon heen te draaien. Dit gebeurt met een snelheid van 574 boogseconden per eeuw, oftewel minder dan een graad per eeuw. De theorie van Newton kan deze precessie verklaren door de aantrekkingskracht van andere planeten, vooral Venus en Jupiter. Maar de waarde die uit deze berekeningen volgt is 531 boogseconden per jaar.

De andere 43 boogseconden per eeuw waren tot 1915 een mysterie voor astronomen. Volgens één theorie zou er nog een planeet, Vulcan, dicht bij de zon moeten draaien om dit verschijnsel te verklaren. Deze planeet werd nooit gevonden.

Einstein paste zijn algemene relativiteitstheorie toe en vond dat hij precies uitkwam op de waargenomen waarde. Hij schreef later dat hij "een paar dagen lang buiten zinnen was van geluk". Net zoals Newton's theorie voorspelt de algemene relativiteitstheorie de precessie met behulp van de aantrekkings-

krachten van de planeten, maar daarnaast voorspelt het ook een extra precisie ten gevolge van de ruimtekromming. Dus, het was de zon zelf die voor de afwijking zorgde.

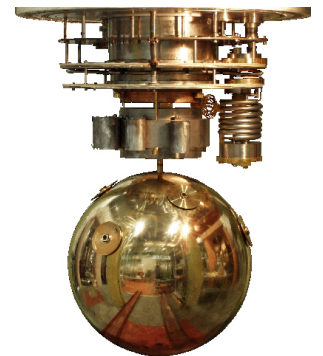
Roodverschuiving door zwaartekracht

Ieder lichtfoton heeft een bepaalde energie bij zich. De energie (in J) hangt af van de frequentie (lees kleur) (in Hz) met het volgende verband, waarin $h = 6,6 \cdot 10^{-34} \text{ Js}$ (ook wel de constante van Planck genoemd):

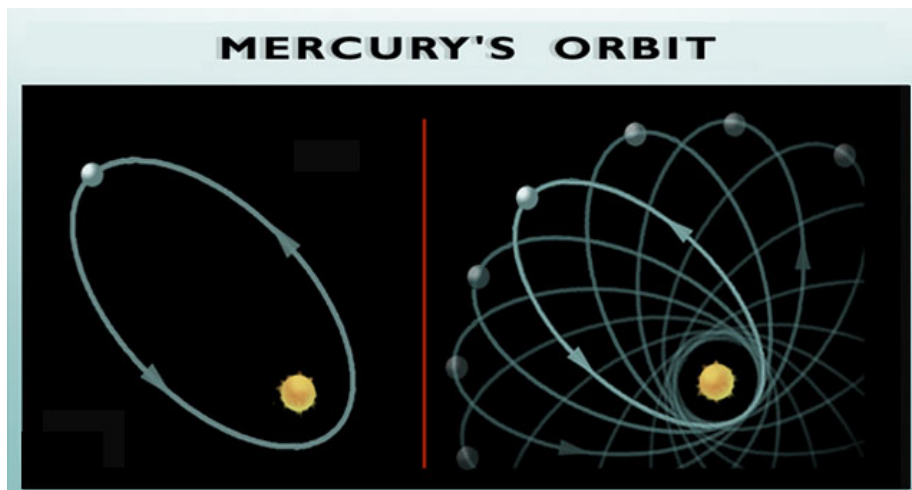
$$E_f = h \cdot f \quad (3.11)$$

Een foton dat door een zwaartekrachtsveld heengaat verliest volgens Einstein een klein beetje energie, en daardoor zal de kleur dus een beetje naar het rood verschuiven. In 1960 toonden Robert Pound en Glen Rebka aan dat een stroom gammafotonen die recht omhoog werden geschoten in een 25m lange liftschacht op de Harvard University een hele kleine roodverschuiving vertoonde doordat de fotonen zich tegen het zwaartekrachtsveld van de aarde in moesten worstelen. De voorspelde verschuiving was maar $2,5 \cdot 10^{-13} \%$. De waargenomen verschuiving zat hier maar 10% naast de voorspelde waarde!!!

Tot slot voorspelt Einstein ook het bestaan van *zwaartekrachtsgolven*. Als een voorwerp zoals de zon op en neer beweegt op zijn plaats moeten er ook rimpels ontstaan in de ruimtekromming die zich verplaatsen met de lichtsnelheid. Deze golven zijn nog niet waargenomen, maar momenteel zijn er verschillende experimenten gaande om te proberen deze golven waar te nemen, en zo de theorie van Einstein te verifiëren (fig. 3.20). Eén van deze experimenten is te vinden op de universiteit van Leiden. Hier hangt een bol met een eigenfrequentie die zodanig is dat hij dicht ligt bij de voorspelde zwaartekrachtsgolven van neutronensterren. Hiermee hoopt men het bestaan van deze golven aan te kunnen tonen.



Figuur 3.18: Het Minigrail instrument in Leiden. *zwaartekrachtsgolven*



Figuur 3.19: De baan van Mercurius lijkt langzaam rond de zon te verdraaien. Dit heet ook wel precessie.



Figuur 3.20: De LIGO detector in Amerika. Deze bestaat uit twee tunnels van 4 km lang waar lichtstralen doorheen gestuurd worden. Door zwaartekrachtsgolven veroorzaakt door het instorten van zwarte gaten in het heelal voorspelt Einstein een lengteverandering van de buizen van 10^{-18} m. Dit is waarneembaar met zeer nauwkeurige meetapparatuur. Tot nog toe zijn er geen zwaartekrachtsgolven waargenomen.

3.5 Conclusie

correspondentieprincipe
= het idee dat voorspellingen van een nieuwe theorie overeen moeten komen met de theorie die het vervangt wanneer de oude theorie zijn juistheid heeft aangetoond, voor het eerst gebruikt door Niels Bohr

Er is een algemeen principe in de wetenschap over de vervanging van oude theorieën door nieuwe. Het *correspondentieprincipe* zegt dat voorspellingen van een nieuwe theorie overeen moeten komen met de oude theorie, als de juistheid hiervan is aangetoond. Dit klinkt erg redelijk. In het vorige hoofdstuk zagen we twee modellen, het model van Ptolemeus en dat van Copernicus, later aangepast door Kepler. In dit hoofdstuk zagen we hoe de waarnemingen van Galileo de resultaten van Kepler bevestigden en hoe Newton hier op uitbreidde door een meer universeel beeld van de ruimte te geven. Nu weten we dat Newton's ideeën inmiddels vervangen zijn door die van Einstein. En hoewel de resultaten van de relativiteitstheorie niet overeen lijken te komen met onze dagelijkse beleving, heeft het zijn positie wel veroverd in de wetenschap. Wie weet leren we deze theorie ooit wel standaard op school. Het is niet alleen mogelijk, maar zelfs zeer waarschijnlijk dat de theorieën van Einstein in de toekomst weer vervangen worden door nieuwe theorieën die het heelal nog preciezer beschrijven.

Hoofdstuk 4

Meten aan sterren

4.1 Inleiding

In de vorige hoofdstukken heb je gezien hoe we vanuit de waarnemingen van de oude Grieken uiteindelijk terecht zijn gekomen bij het wereldbeeld zoals dat rond 1600 gevormd is. In de afgelopen eeuw is onze kennis over het heelal en zijn structuur behoorlijk gegroeid dankzij de betere waarnemingstechnieken die tegenwoordig tot onze beschikking staan. In dit hoofdstuk gaan we kijken hoe we dankzij waarnemingen aan sterren meer te weten kunnen komen over deze sterren. Als gevolg hiervan krijgen we ook meer inzicht in de grootte van het heelal en zijn structuur.

Het is belangrijk om te beseffen dat we van sterren, zelfs met de grootste telescopen die we op aarde hebben, nooit veel meer kunnen zien dan een lichtpuntje aan de hemel. Toch geeft dit kleine beetje licht dat wij ontvangen zoveel informatie dat we daaruit meer informatie kunnen krijgen over de eigenschappen en levensloop van deze sterren.

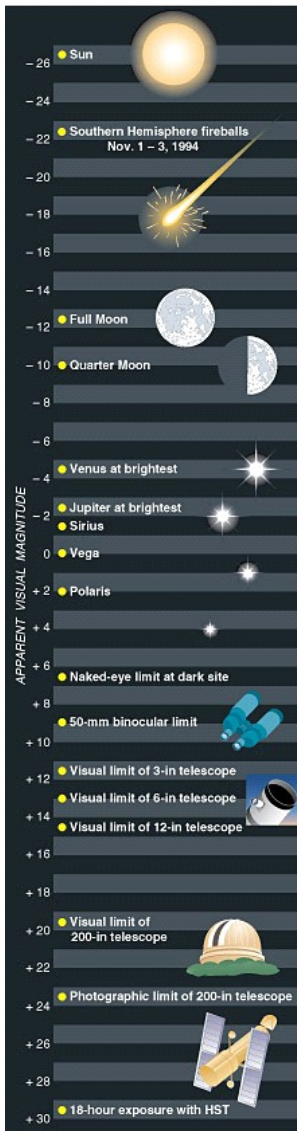
In dit hoofdstuk zullen we zien hoe we met behulp van de parallaxmetingen zoals we die in hoofdstuk 2 tegenkwamen meer te weten zijn gekomen over de massa, grootte, beweging en lichtkracht van sterren. Uit deze gegevens kunnen we vervolgens weer conclusies trekken over hoe sterren van elkaar verschillen, hoe ze gevormd worden, hoe hun leven zich ontwikkelt en hoe ze dood gaan. In het volgende hoofdstuk zullen we daar meer aandacht aan besteden, maar eerst gaan we kijken hoe we metingen verrichten om de eigenschappen van sterren te bepalen.

4.2 Lichtkracht

Wanneer we het hebben over de helderheid van een ster moeten we onderscheid maken tussen de schijnbare helderheid en de *lichtkracht* L . De lichtkracht van een ster is de totale hoeveelheid energie die een ster per seconde de ruimte instuurt, oftewel het vermogen van de ster. Dit is dus vergelijkbaar met het wattage van een gloeilamp. Om een idee te krijgen, de lichtkracht van onze zon is ongeveer $3,85 \cdot 10^{26} \text{W}$. Dit is dezelfde hoeveelheid energie per seconde als de energie die vrijkomt bij de explosie van 4.000.000.000.000 atoombomben. De energie die de aarde van de zon ontvangt in één seconde is genoeg om 10.000x aan de energiebehoefte van de gehele wereldbevolking voor een jaar te voldoen. De *schijnbare helderheid* is de energiestroom (ook wel: gemeten flux f_{λ}) zoals je die waarneemt op een bepaalde afstand van een ster in W/m^2 .

lichtkracht

schijnbare helderheid



Hipparchus

schijnbare magnitude

De kwadratenwet (vgl. 4.1) zoals we die bij natuurkunde geleerd hebben laat duidelijk zien hoe de energie die door de zon (of welke ster dan ook) wordt uitgestraald verdeeld wordt in de ruimte. Het oppervlak van een bol, met als middelpunt de zon, neemt kwadratisch toe met de afstand tot de zon. Oftewel een bol 2x zo ver weg van de zon heeft een 4x zo groot oppervlak. Dit betekent dus ook dat als je 2x zo ver weg van de zon bent dat de energie dan over een 4x zo groot oppervlak verdeeld wordt, en dat er dus $\frac{1}{4}$ x zoveel energie door 1 m² gaat. De gemeten flux is dan dus ook 4x zo klein. Deze formule geeft dus het verband tussen de gemeten flux en de lichtkracht van een ster.

$$f_{\lambda} = \frac{L}{4\pi d^2} \quad (4.1)$$

Hierin is f_{λ} de gemeten flux bij een bepaalde kleur licht (in W/m², L de lichtkracht (in W) en d de afstand van de waarnemer tot de ster (in m).

Opgave 4-1: LES experiment: Lichtkracht van de zon

Neem een gloeilamp van 100 W.

- Bepaal bij welke afstand van de lamp je evenveel warmte voelt als van de zon op een zomerdag.
- Bereken de schijnbare helderheid van de lamp (in W/m²).
- Leg uit waarom deze gelijk moet zijn aan de schijnbare helderheid van de zon.
- Bereken hieruit de lichtkracht van de zon, met behulp van de bekende afstand aarde-zon ($r_{a-z} = 149,6 \cdot 10^9$ m).
- De straal van de zon is $6,955 \cdot 10^5$ km. Bereken de flux F_b van de zon aan het oppervlak.

Schijnbare magnitude

Rond 200 v. Chr. leefde in het oude Griekenland een astronoom genaamd *Hipparchus*. Hij maakte een catalogus van zo'n 850 zichtbare sterren, waarbij hij de positie vastlegde, maar ook een nummer dat de helderheid van de ster aangaf, de zogenaamde *schijnbare magnitude*. Hij deelde de sterren in zes groepen, waarbij de helderste sterren magnitude 1 kregen en de zwakste sterren magnitude 6. Hier tussen verdeelde hij de sterren zo dat ze op het oog gelijke verschillen in helderheid hadden. Het verschil in helderheid tussen een magnitude 3 en 4 ster was dus gelijk aan het verschil tussen een magnitude 5 en 6 ster. Tegenwoordig meten we de helderheid met behulp van fotoapparatuur en electronica en is de schaal iets aangepast.

Het bleek uit deze metingen dat als we een verschil van 1 magnitude zien we ongeveer 2,5x zo veel licht van een ster ontvangen. Iedere magnitude betekent dus 2,5x zo veel licht. Een verschil van 2 magnitudes is dus $2,5 \cdot 2,5 = 6,25$ x zo veel licht. Een magnitude verandering van 5 komt dan overeen met

$2,5^5$ en dat is ongeveer 100x. De schaal werd zo herschaald dat een magnitudeverschil van 5 exact overeen kwam met een verschil van 100x. Dus de factor werd aangepast tot $2,512^x$ per magnitude.

Tegenwoordig kunnen we met CCD's magnitudeverschillen van 0,001 meten. Op de vorige pagina zie je een overzicht van de schijnbare magnitude-schaal zoals we die tegenwoordig kennen.

Met het blote oog kun je nog de 6^e magnitude zien. Met een 5-meter telescoop komen we tot de 25^e magnitude en de Hubble Space Telescoop komt tot wel magnitude 30. Dit is dus $2,512^{24} = 4,0 \cdot 10^9$ x zo weinig licht als dat we met het blote oog zien!

Let op: een kleine magnitude betekent dus een grote helderheid en een grote magnitude een kleine helderheid!

Absolute magnitude

In de vorige paragraaf maakten we kennis met de schijnbare magnitude. Nu is er een probleem als we verschillende sterren met elkaar willen gaan vergelijken. De schijnbare magnitude wordt bepaald door twee factoren, namelijk de hoeveelheid licht die de ster uitstraalt, maar ook de afstand waarop de ster staat. De eerste factor is interessant als je sterren wilt vergelijken, maar de tweede factor zorgt ervoor dat je eigenlijk pas kunt vergelijken als je al de sterren op dezelfde afstand zou vergelijken.

In de sterrenkunde wordt dit gedaan door de *absolute magnitude* te gebruiken. Dit is de magnitude die de ster zou hebben als hij op een afstand zou staan van 10 parsec (32,6 lichtjaar).

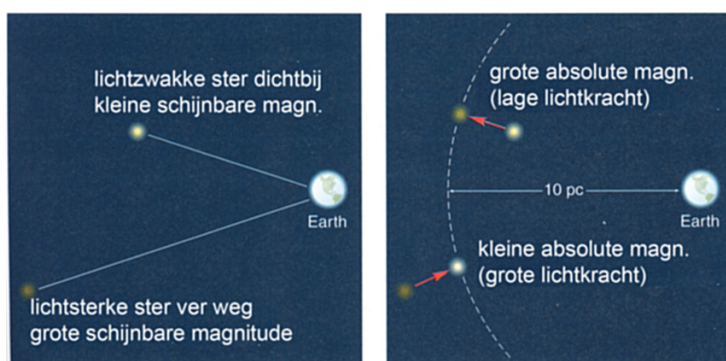
absolute magnitude

De absolute magnitude is te berekenen met de volgende formule:

$$m - M = 5 \cdot \log(d) - 5 \quad (4.2)$$

Dit noemen we ook wel de *afstandsvergelijking*.

Hierin is m de schijnbare magnitude, M de absolute magnitude en d de afstand in parsecs. Als je dus de afstand tot een ster weet en zijn schijnbare magnitude weet kun je direct de absolute magnitude berekenen.



Figuur 4.1: links: vanaf de aarde gezien kan een ster een helderder lijken, alleen omdat hij dichterbij staat, niet omdat hij lichtsterker is. rechts: door de sterren allemaal op dezelfde afstand te zetten (10 parsecs) kun je bepalen welke ster de grootste magnitude (= kleinste lichtkracht) heeft.

Opgave 4-2: voorbereiding: Absolute magnitude

Sirius is de helderste ster aan de hemel met een schijnbare magnitude van -1,43. Deze ster staat op 8,7 lichtjaar afstand van de aarde (zie opg. 3-4).

- a Bereken de absolute magnitude van Sirius

Ditzelfde had je kunnen berekenen mbv de kwadratenwet: Als we Sirius verplaatsen van zijn werkelijke afstand van 8,7 lichtjaar naar een afstand van 32,6 lichtjaar dan wordt het licht dat we ontvangen zwakker. Met de kwadratenwet kun je uitrekenen dat als de afstand 3,75x zo groot wordt het licht ong. $\frac{1}{3,75^2} = \frac{1}{14}$ van het oorspronkelijke licht moet worden. Dat komt overeen met een magnitudeverschil van ong. 2,9 (want $2,5^{2,9} = 14$) magnituden.

- b Komt het verschil van 2,9 magnituden overeen met wat je bij a berekent hebt?

De zon heeft een schijnbare magnitude van -26,73. We willen de zon vergelijken met Sirius.

- c Bereken de afstand van de aarde tot de zon in lichtjaren
 d Bereken de absolute magnitude van de zon
 e Hoeveel keer zoveel licht komt er van Sirius in vergelijking met de zon?
-

4.3 Oppervlaktetemperatuur van sterren

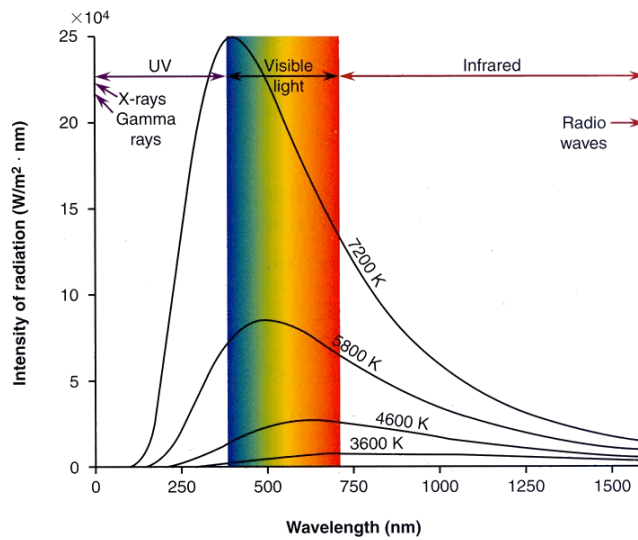
Als je naar de hemel kijkt dan kun je zien dat sterren niet allemaal dezelfde kleur hebben. De éne ster lijkt rood, terwijl de andere ster meer blauw lijkt. Het verschil in kleur heeft te maken met de temperatuur van de ster. Uit ervaring weet je misschien dat als je een metaal staaf in een vuur houdt dat hij eerst diep rood gaat gloeien en dan langzaam steeds geleer lijkt te worden als de temperatuur stijgt. We kunnen dus gebruik maken van het licht van sterren om hun (oppervlakte)temperatuur te bepalen. Maar daarvoor moeten we wel eerst weten wat het verband is tussen temperatuur en kleur.

Als je de hoeveelheid straling (zowel zichtbaar als onzichtbaar zoals UV en ultraviolet) meet die van een voorwerp komt van een bepaalde temperatuur bij verschillende golflengten dan krijg je een figuur zoals fig. 4.2. Er lijkt dus een verband te zijn tussen de temperatuur en de golflengte waarbij de meeste straling wordt uitgezonden (λ_{max}). Het was de Duitse wetenschapper *Wilhelm Wien* die in 1893 dit verband, ook wel bekend als de wet van Wien, vond:

Wien

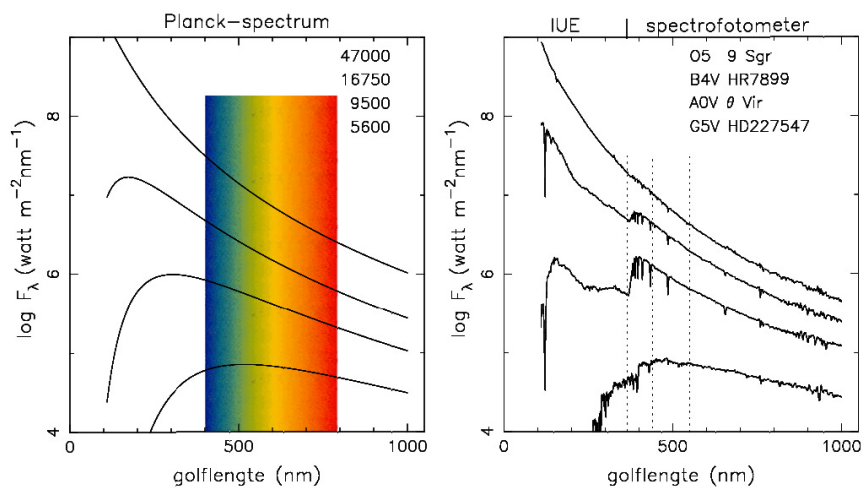
$$\lambda_{max(in\ nm)} = \frac{2,898 \cdot 10^6}{T(in\ K)} \quad (4.3)$$

Met dit verband kun je dus de temperatuur van een ster bepalen alleen door te kijken naar de kleur van de ster!



Figuur 4.2: De onderste curve (3600 K) vertoont een maximale straling bij $\lambda=805$ nm, dit is vooral infrarood straling. Als de temperatuur stijgt dan zie je dat de maximale hoeveelheid straling bij kortere golflengtes wordt uitgezonden, en zo verschuift van rood naar steeds meer blauw.

Het verband zoals Wien dat vond kwam uit theoretische berekeningen aan een zogenaamd zwart lichaam. Dit zijn objecten die alle golflengten licht volledig absorberen (of uitzenden). De vraag is of dit ook geldig is voor sterren. In fig. 4.3 zie je de theoretische curves vergeleken met een aantal sterren. Het blijkt dat we over het algemeen sterren als een zwart lichaam mogen beschouwen en dat de wet van Wien dus ook geldig is voor sterren.



Figuur 4.3: Links: De curves voorspeld door de wet van Wien voor stralers met verschillende temperaturen. Ter oriëntatie is het visuele deel van het spectrum ingekleurd. De temperaturen staan rechtsboven. Rechts: sterspectra gemeten in het zelfde golflengtegebied

In de praktijk blijkt het iets lastiger om de temperatuur zo te bepalen. Om te vinden bij welke golflengte de maximale straling wordt uitgezonden moet je namelijk bij alle golflengten de intensiteit meten en daarvoor is dure apparatuur nodig. Daarvoor dat we in de sterrenkunde vaak gebruik maken van een zogenaamde index. Dit is een verschil tussen de intensiteit van twee vooraf bepaalde golflengten om uit het verschil de temperatuur te bepalen. Het voordeel van deze methode is dat je maar twee metingen hoeft te doen om de temperatuur te bepalen, zonder dat je daarvoor dure apparatuur nodig hebt.

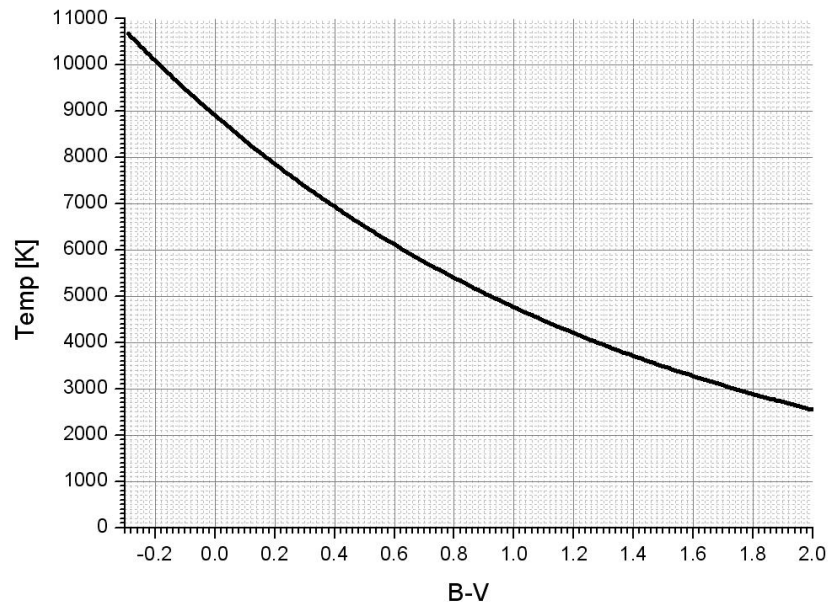
Iedere professionele sterrenwacht heeft een aantal standaardfilters beschikbaar waarmee sterren bekeken kunnen worden. Dit zijn de volgende filters:

Filter	λ [nm]
Ultraviolet	320-400
Blue	400-500
Visible	500-700
Red	550-800
Infrared	700-900

Tabel 4.1: Meest gebruikte filters in sterrenwachten

Een rode ster zal dus door een roodfilter een grotere helderheid hebben dan door een blauwfilter, terwijl voor een blauwe ster het omgekeerde geldt. Door te kijken naar het verschil in magnitude tussen een blauw en het rode filter kun je dan een *B-V index* geven. Voor een blauwe (en dus hete) ster zal B-V een negatief getal geven, want B is klein (grote helderheid = kleine magnitude) en V is groot, terwijl een rode ster juist een positief getal geeft. De index die je zo krijgt varieert voor sterren tussen de -0,3 en 2,0. In fig. 4.4 kun je met behulp van de B-V index direct de oppervlaktetemperatuur van de ster aflezen.

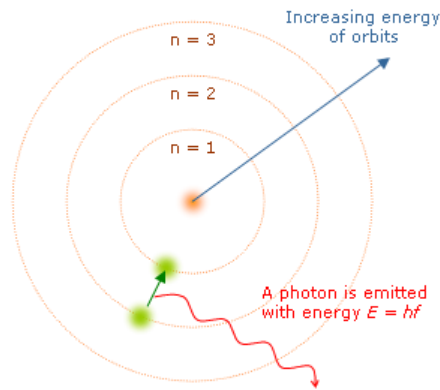
B-V index



Figuur 4.4: De temperatuur van een ster uitgezet tegen de B-V index.

Alternatieve temperatuurbepaling met behulp van het spectrum

In klas 4 hebben we al kennis gemaakt met het atoommodel van Bohr. Hierin draaien elektronen in schillen om een kern in een atoom. Hij voorspelde dat elektronen alleen maar bepaalde energieën kunnen bezitten, en daarom niet in willekeurige banen kunnen draaien. Door energie aan een atoom toe te voegen (bijv. door botsing met fotonen) kunnen de elektronen naar een hogere baan gaan doordat ze de energie van het foton opnemen. Ook kan een elektron van een hogere baan terugvallen naar een lagere baan, waarbij de energie weer in de vorm van lichtfotonen wordt uitgezonden.



Figuur 4.5: Het atoommodel van Bohr.

Omdat de elektronen alleen bepaalde energieën kunnen hebben zijn niet alle fotonen geschikt om een elektron naar een andere baan te sturen, dit omdat de energie van een foton bepaald is door zijn frequentie volgens:

$$E_f = h \cdot f, \text{ meth} = 6,6 \cdot 10^{-34} \text{Js} \quad (4.4)$$

Soms gebeurt het uitzenden in meerdere stapjes en dan ontstaan er dus meerdere lichtfotonen met een lagere energie (dwz meer richting het rood en infrarood).

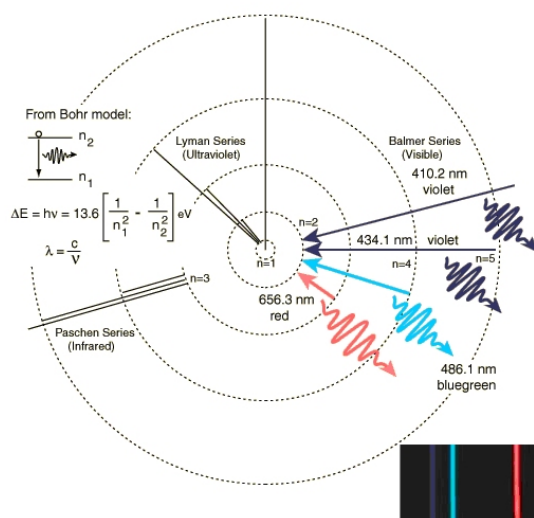
Als je dus licht met alle frequenties door een gas heen stuurt zul je een aantal donkere lijnen te zien krijgen op de frequenties die overeenkomen met de energie die nodig is om elektronen in dat gas naar een hogere baan te krijgen. Deze elektronen vallen even later weer terug, maar doordat het licht dan in alle richtingen kan worden uitgezonden zul je dit niet meer zien in het spectrum.

Hetzelfde principe vindt plaats in een ster. Het licht dat uit het hart van een ster komt bestaat uit licht met alle frequenties. Dit komt doordat door de hoge druk in de ster de energieniveaus van de atomen verstoord raken, waardoor vrijwel alle frequenties uitgezonden kunnen worden. Dit licht moet echter door de atmosfeer van de ster, en daar zullen de aanwezige gassen bepaalde frequenties uitfilteren. Dit zul je dus zien in het spectrum van de ster als donkere lijnen, de zogenaamde *Fraunhoferlijnen*. Dit noemen we ook wel een absorptiespectrum.

Het blijkt dat als je naar verschillende sterren kijkt dat je verschillende spectra te zien krijgt waarin de lijnen verschillen. Het was *Annie J. Cannon*, een astronome aan de Harvard universiteit, die voor het eerste een indeling van sterren maakte op basis van hun spectra. Hierbij deelde zij de sterren in op basis van de sterkte van de lijnen die veroorzaakt worden door waterstof in het spectrum. Hierbij gaf zij de sterren een letter mee, van A t/m O, waarbij A de sterkste lijnen vertoonde en O de zwakste. Dit noemen we ook wel de *spectraalklassen*.

Fraunhoferlijnen

spectraalklassen



Figuur 4.6: De verschillende golflengtes die waterstof uit kan zenden.

In fig. 4.6 zie je de golflengtes van de spectraallijnen die waterstof kan creëren op basis van de bekende energieniveaus. De overgangen vanaf het grondniveau noemen we de Lyman serie, de overgangen vanaf het tweede niveau de Balmer serie en de overgangen vanaf het derde niveau de Paschen serie.

Wanneer de temperatuur laag is dan zullen de elektronen zich vooral in de grondtoestand bevinden ($n=1$). Wanneer een elektron dan door een foton naar een hoger niveau wordt gezonden dan zullen er vooral lijnen uit de Lyman serie (ultraviolet) zichtbaar zijn. Wanneer de temperatuur toeneemt zullen er steeds meer elektronen in het tweede energieniveau ($n=2$) terechtkomen door de grotere energie die de atomen bij zich hebben. Wanneer er dan een foton langskomt zal er een overgang plaatsvinden in de Balmer serie. Dus er worden nu ook spectraallijnen zichtbaar in het zichtbare licht. Bij nog hogere temperaturen verschuiven de overgangen naar de Paschen serie (infrarood).

Als je kijkt naar fig. 4.7 dan zie je hier een aantal lijnen, o.a. de $H\alpha$ -lijn op 656 nm (6560 Å) en de $H\beta$ -lijn op 486 nm (4860 Å). Dit zijn twee lijnen uit de Balmer serie. In deze figuur zijn de sterren geordend op temperatuur van de ster. Je ziet dat de volgorde nu anders is dan die van Cannon. Verder zijn er een aantal letters verdwenen. Verder zijn de klassen nu onderverdeeld in 10 kleinere stappen. Iedere ster krijgt dus een letter-cijfercombinatie die de spectraalklasse aanduidt.¹

We kijken nu in meer detail naar de $H\beta$ -lijn. We zien dat inderdaad bij de ster met een lage temperatuur (M en K) deze lijn nauwelijks zichtbaar is. Als de temperatuur toeneemt dan zie je dat bij spectraalklasse A de lijn het duidelijkst is en dat hij hierna weer afneemt als de sterren nog heter worden. Uit de sterkte van meerdere lijnen kun je dus een temperatuur bepalen.

¹Een trucje om de volgorde (OBAFGKM) te onthouden is de volgende zin: Oh, Be A Fine Girl (Guy) Kiss Me!, waarbij geldt dat O de heetste sterren zijn en M de koudste sterren.

Opgave 4-3: verwerking: Grootte van sterren

Betelgeuze is een zogenaamde rode superreus in het sterrenbeeld Orion. We zullen nu kijken hoe deze ster aan deze naam komt. Betelgeuze staat op een afstand van 640 (± 140) lichtjaar van de aarde en heeft een schijnbare magnitude van 0,58.

- Bereken op basis van de gegeven waarde voor de afstand (besef dat de nauwkeurigheid niet zo groot is!) de absolute magnitude van Betelgeuze
- De absolute magnitude van de zon is 4,83. Hoeveel keer meer energie straalt Betelgeuze uit dan de zon? Hoe groot is de lichtkracht van Betelgeuze?

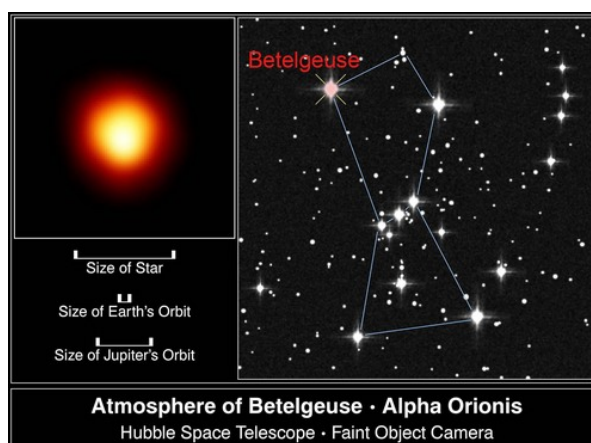
Betelgeuze heeft een oppervlaktetemperatuur van 3000 K.

- Bereken de straal van Betelgeuze met behulp van de verkregen gegevens. Vergelijk dit met de afstand van de aarde tot de zon.
- Leg uit waarom Betelgeuze een rode superreus heet.

Naast rode reuzen bestaan er ook witte dwergen. Een voorbeeld hiervan is IK Pegasi op een afstand van 150 (± 5) lichtjaar met een schijnbare magnitude van 10,44. Deze ster heeft een oppervlaktetemperatuur van 35500 K.

- Beantwoord bovenstaande vragen ook voor deze witte dwerg.
- Waarom noemen we dit een witte dwerg?

Besef dat de metingen die gebruikt zijn om de straal te berekenen een nauwkeurigheid hebben die vaak relatief laag is (10% in de sterrenkunde is al erg nauwkeurig), en dat de waarden die je krijgt dan ook een **indicatie** geven van de grootte van de ster, niet een heel precieze waarde!

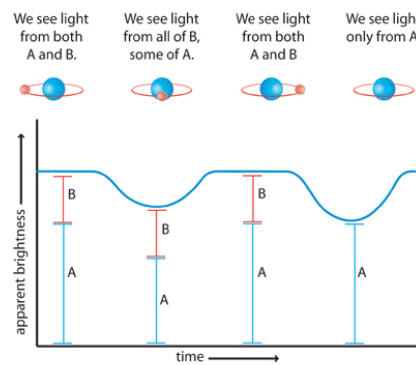


Figuur 4.8: De grootte van Betelgeuze is ook direct bepaald door de Hubble Space Telescope.

De grootte van dubbelsterren

De grootte van sterren is dus te berekenen, maar in sommige gevallen kan de grootte van een ster ook worden gemeten. Dit is echter vrij zeldzaam omdat sterren zo ver weg staan dat ze in telescopen nog steeds als puntjes te zien zijn. Gelukkig is er een groep sterren waarvan we de straal wel kunnen meten en dat zijn de zogenaamde eclipserende dubbelsterren (dit is maar een heel klein gedeelte van alle dubbelsterren die we kunnen zien).

In *eclipserende dubbelsterren* bewegen de sterren vanaf de aarde gezien beurtelings voor elkaar langs en blokkeren zo elkaars licht. Dit betekent dus dat het baanvlak van de ster precies zo moet liggen dat je er van opzij tegen aankijkt. Zie figuur 4.9. Als de sterren elkaar niet verduisteren, zien wij het licht van beide sterren. Op het moment dat de ene ster net voor de ander begint te schuiven, neemt de hoeveelheid op aarde gemeten licht van de dubbelster af. Als de omlooptijd bekend is en je weet hoe lang het duurt totdat de ster volledig voor de andere ster is geschoven kun je de straal berekenen. Hoewel vrijwel alle sterren er ook door een telescoop uitzien als puntjes, heeft men van enkele nabije sterren de straal wel direct kunnen meten. Dit biedt een controle op de berekeningen die we eerder zagen.



Figuur 4.9: Een eclipserende dubbelster.

4.5 Hertzsprung-Russel (HR) diagrammen

In de vorige paragraaf hebben we gezien dat de hoeveelheid licht die een ster uitstraalt, de grootte van de ster en de temperatuur met elkaar samenhangen. Zie bijvoorbeeld vergelijking 4.6:

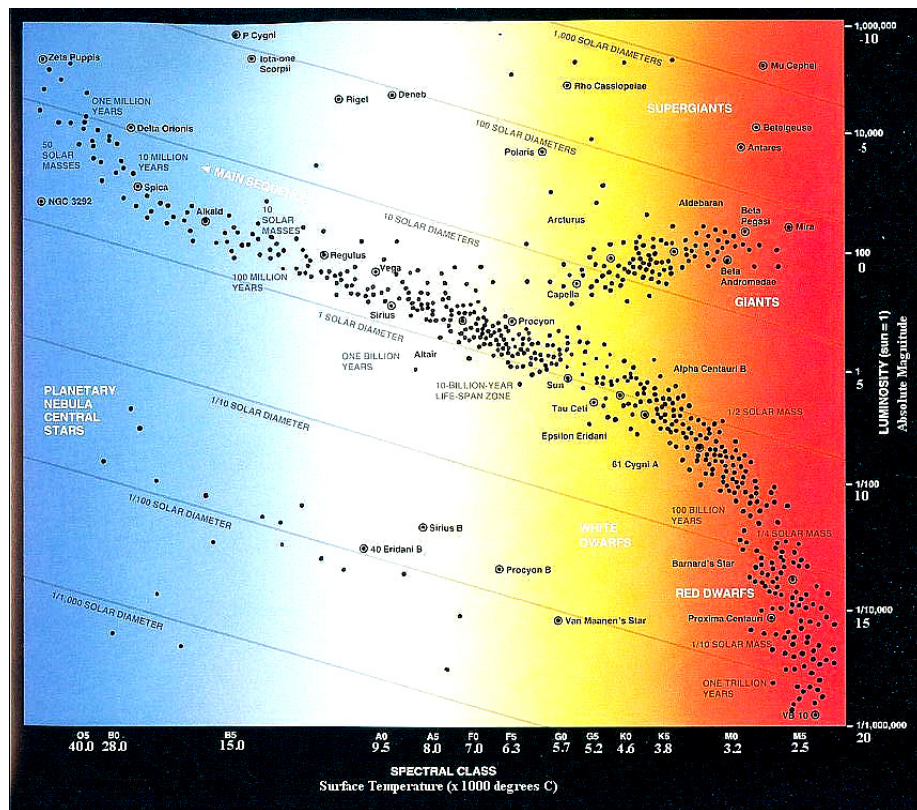
$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4.$$

Voor zover we nu weten zijn er voor een ster met straal R nog oneindig veel mogelijkheden voor lichtkracht en temperatuur, zo lang L , R en T samen maar aan bovenstaande vergelijking voldoen. Maar misschien zijn er wel meer verbanden tussen deze grootheden, die we nog niet kennen. Hoe komen we daar achter?

Als we van heel veel sterren twee van deze drie grootheden weten, kunnen we al die meetpunten in een diagram zetten en kijken of er een patroon zichtbaar wordt. Zo'n diagram wordt het *Hertzsprung-Russelldiagram* genoemd, naar de sterrenkundigen die rond 1910 als eersten zo'n diagram maakten. In dit diagram worden de lichtkracht van sterren uitgezet tegen de temperatuur (en dus ook spectraalklasse) van de ster. Hierbij worden de sterren met de hoogste temperatuur links gezet en de lagere temperaturen rechts.

Omdat we het verband kennen tussen straal, lichtkracht en temperatuur kunnen we in het diagram ook lijnen trekken waaruit je direct de straal af kunt

HR-diagram



Figuur 4.10: Een Hertzsprung-Russel diagram met daarin de sterren in onze directe omgeving. Duidelijk is de hoofdreeks te zien en de groepen reuzen/superreuzen en witte dwergen.

hoofdreeks

lezen van de sterren, zoals in fig. 4.10 te zien is. Duidelijk te zien is dat er een band is waarin ong. 90% van de sterren zich bevindt. Dit noemen we ook wel de *hoofdreeks*. In het volgende hoofdstuk zullen we zien hoe we deze hoofdreeks kunnen verklaren. Daarnaast zien we nog drie opvallende groepen sterren, namelijk de witte dwergen, kleine maar zeer hete sterren, rode reuzen, relatief koude, maar heel grote sterren en de rode superreuzen, die nog groter zijn. Daarnaast zijn er ook gebieden waar zich geen sterren bevinden, blijkbaar zijn deze combinaties niet mogelijk volgens de wetten van de natuur.

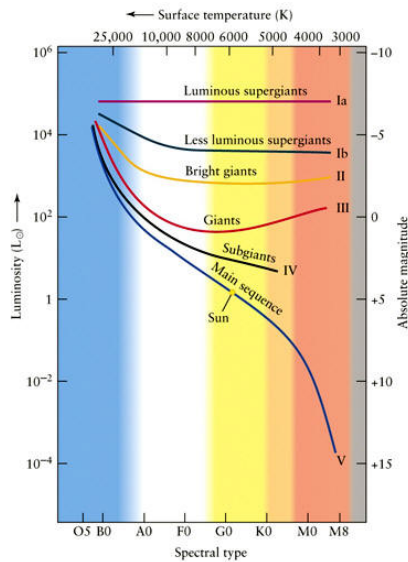
Herkennen van stergrootte uit het spectrum

Uit het HR-diagram blijkt dat het merendeel van de sterren zich bevindt in de hoofdreeks. Er zijn echter ook een aantal andere sterren die extreem groot of klein zijn ten opzichte van de hoofdreekssterren. Deze sterren wil je graag kunnen herkennen op basis van eigenschappen in hun spectrum en dat blijkt in de praktijk ook vrij gemakkelijk te kunnen.

Rode reuzen en witte dwergen blijken massa's te hebben die helemaal niet zo veel verschillen. Dit is te meten uit bewegingen van dubbelsterren. Rode reuzen zijn dus grote opgezwollen sterren met een relatief kleine massa ten opzichte van hun grootte. Dat wil zeggen dat de dichtheid van deze sterren

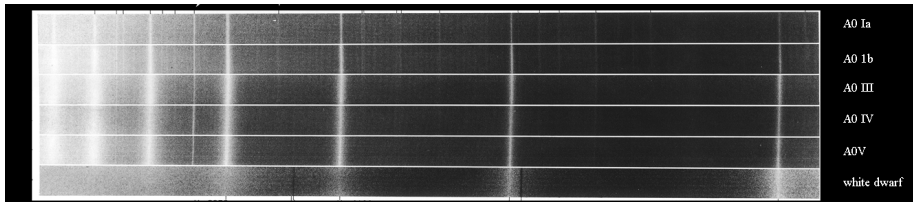
laag is ($1,0 \cdot 10^{-4} \frac{kg}{m^3}$). Witte dwergen zijn juist relatief zwaar ten opzichte van hun grootte en hebben dus een hele hoge dichtheid ($1,0 \cdot 10^9 \frac{kg}{m^3}$). We zagen eerder dat een hoge druk zorgt voor het uitsmeren van de spectraallijnen doordat de energie niveaus verstoord raken. Ditzelfde geldt voor de absorptielijnen. Als de atmosfeer van een ster een hele hoge dichtheid heeft dan zullen de absorptielijnen ook uitgesmeerd worden en breder lijken, terwijl een atmosfeer met een lage dichtheid juist hele scherpe lijnen geeft (zie fig. 4.12). Zo kun je sterren indelen in *lichtkrachtklassen*, die afhankelijk zijn van de dichtheid (en dus de straal) van de ster.

Er zijn in totaal vijf klassen gedefinieerd, die worden aangegeven met de Romeinse cijfers I-V (zie fig. 4.11). Zo heeft de zon een spectraalklasse G2 en lichtkrachtklasse V, dit geven we aan met G2V. Betelgeuse (de rode superreus uit een vorige opgave) heeft een klasse M2lab en Sirius-A (de helderste ster die we kunnen zien aan de hemel) A1V. De eerste is dus kouder dan de zon en veel groter, terwijl Sirius heter is dan de zon, maar zich wel in de hoofdreeks bevindt.



lichtkrachtklasse

Figuur 4.11: Lichtkrachtklassen van sterren.

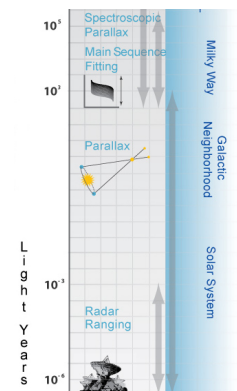


Figuur 4.12: Spectra van verschillende sterren van het type A0. Je ziet dat bij een toenemende lichtkrachtklasse (dus een hogere dichtheid) de lijnen meer uitgesmeerd raken.

4.5.1 De tweede stap van de kosmische ladder: Afstandsbepaling met het HR-diagram

Tot nog toe hebben we alleen parallax kunnen gebruiken om afstanden tot sterren te meten. Nadeel van deze methode is dat dit maar werkt tot zo'n 500 lichtjaar afstand, omdat de te meten parallax bij verder gelegen sterren te klein is. Maar hoe komen we dan aan de groter afstanden binnen ons melkwegstelsel?

Dit doen we met behulp van het HR-diagram dat we gevonden hebben. We zien in dit diagram dat 90% van de sterren zich in de hoofdreeks bevindt. Als we aannemen dat wij ons niet in een bijzonder stukje heelal bevinden, dan zal



Figuur 4.13: De kosmische ladder voor ons melkwegstelsel

dit ook gelden voor andere plaatsen in het heelal en ook in ons gehele melkwegstelsel. Als we dan uit het spectrum van een ster zien wat de spectraalklasse is kunnen we gelijk in het HR-diagram zien welke absolute magnitude daar bij moet horen. Maar als we de absolute magnitude weten en de schijnbare magnitude kunnen we met vergelijking 4.2:

$$m - M = 5 \cdot \log(d) - 5$$

direct bepalen wat de afstand is tot die ster. Met deze methode is het in principe mogelijk om van sterren tot een afstand van zo'n 10^5 lichtjaar de afstand te bepalen. Deze methode is vooral geschikt voor hoofdreekssterren omdat deze in een vrij smalle band zitten, maar is ook bruikbaar voor andere typen sterren. Dit noemen we ook wel de *spectroscopische parallax*.

spectroscopische parallax

VOORBEELD De ster Tau-1 Gruis is een G0V ster (dus redelijk vergelijkbaar met de zon) die is waargenomen met een schijnbare magnitude van +6.3. We willen de afstand van deze ster bepalen met behulp van het HR-diagram (fig. 4.10).

Uit het diagram kun je zien dat een G0V ster een absolute helderheid zal hebben tussen de +3 en +6. (Check dit!)

Nu kunnen we voor de twee uiterste mogelijkheden de afstand berekenen met verg. 4.2.

$M = + 3: 6.3 - 3 = 5 \log(d) - 5$, dus $d = 45,7$ parsec (= 149 lichtjaar)

$M = + 6: 6.3 - 6 = 5 \log(d) - 5$, dus $d = 11,5$ parsec (= 37,4 lichtjaar)

Dus de ster ligt ergens tussen de 37,4 en 149 lichtjaar van ons vandaan. Dit lijkt een hele slechte bepaling, maar is in de praktijk, zeker voor de grotere afstanden, helemaal zo slecht nog niet. De werkelijke waarde die bepaald is voor deze ster is 108,58 lichtjaar, bepaald via de parallax.

Opgave 4-4: verwerking: Afstandsbepaling met HR-diagram

ζ Leporis is een A2V ster in het sterrenbeeld Haas. We zien deze ster met een schijnbare magnitude van +3.55

- Bepaal de minimale afstand waarop deze ster zal liggen.
- Bepaal de maximale afstand waarop deze ster zal liggen.
- De werkelijke afstand van deze ster is 70,2 lichtjaar. Klopt dit met je berekening?

Controleer je antwoord met de applet op

<http://astro.unl.edu/naap/distance/animations/spectroParallax.html>

Stel hier het type ster linksboven in de grafiek in en de lichtkrachtklasse en schijnbare magnitude rechtsonder (Let op de afstanden linksonder zijn daar in parsec!)

De methode zoals hier is getoond geeft nogal een ruime marge. Daarbij komt nog dat er geen rekening is gehouden met bijvoorbeeld stofwolken tussen de aarde en de ster, waardoor de helderheid die we zien minder groot is dan de waarde die je zou verwachten. In de praktijk wordt deze methode dan ook meestal op groepen sterren toegepast zoals die voorkomen in sterrenhopen.

Sterrenhopen zijn groepen van sterren die uit een gezamenlijke gaswolk zijn ontstaan (zie hoofdstuk 6). Deze sterren blijven door hun onderlinge zwaartekracht bij elkaar en bevinden zich dus ook allemaal op ongeveer dezelfde afstand van de aarde. Sterrenhopen zijn er in twee soorten. *Open sterrenhopen* zijn kleine groepen sterren (tot zo'n 1000 sterren meestal) die zich over een redelijk gebied verspreid hebben. Een voorbeeld hiervan zijn de Plejaden (beter bekend als het Zevengesternte, zie fig. 4.14). Daarnaast zijn er ook de *bolvormige sterrenhopen* die vaak tot wel 1.000.000 sterren bevatten en vaak ook veel ouder zijn (fig. 4.15).

Wanneer je nu een HR-diagram van zo'n sterrenhoop maakt met de schijnbare magnitudes kun je vrij gemakkelijk bepalen hoever de hoofdreeks in dit diagram verschoven is t.o.v. de bekende hoofdreeks. Dan weet je dus $m-M$ uit vergelijking 4.2 en kun je direct de afstand bepalen (zie fig. 4.17 voor de Plejaden). Deze methode is nauwkeuriger doordat je hier gebruikt maakt van een grote groep sterren in plaats van maar één ster. In de figuur zie je dat er een verschuiving nodig is van 5,5 magnituden, dus $m-M = 5,5$, hieruit volgt dat de afstand gelijk is aan 126 parsec (410 lichtjaar). Dit komt vrij goed in de buurt van de waarde van 440 lichtjaar zoals die nu aangenomen wordt.

open sterrenhopen

bolvormige sterrenhopen



Figuur 4.14: De Pleiaden, een open sterrenhoop.
Bron: A. vd Hoeven

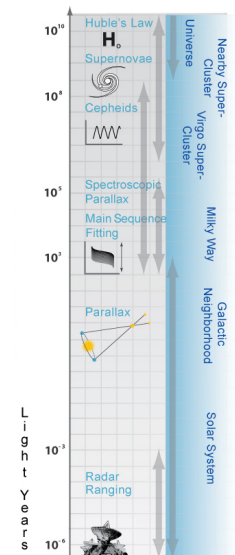


Figuur 4.15: M13 een bolvormige sterrenhoop in Hercules bevat ong. 500.000 sterren.
Bron: A.vd Hoeven op 23-04-2011

4.5.2 De derde stap van de kosmische ladder Magellaanse wolken en Cepheïden

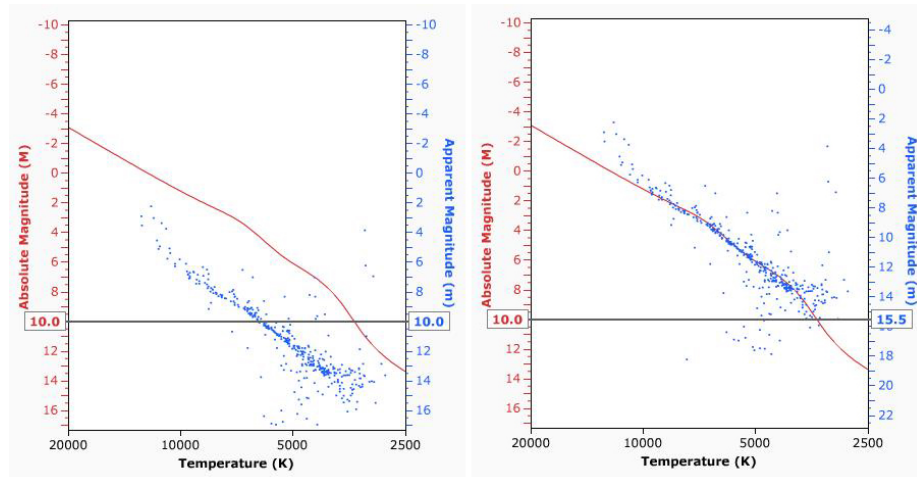
Vlakbij ons melkwegstelsel bevinden zich nog twee mini-melkwegstelsels, de grote en de kleine Magellaanse wolken (fig. 4.19).

De grote Magellaanse wolk bevat zo'n $10 \cdot 10^{10}$ zonsmassa's en is dus een klein onregelmatig stelsel. Het heeft geen spiraalvorm, zoals ons eigen stelsel, maar is meer een wolk van sterren. De afstand tot deze wolk sterren is bepaald door de main sequence fitting zoals in de vorige paragraaf is besproken (fig.



Figuur 4.16: De kosmische ladder voor het heelal

4.20). Deze afstand is bepaald met een afstandsmodulus van 18.50 (zie figuur) en dat houdt dus een afstand in van 50 kpc oftewel 163.000 lichtjaar.



Figuur 4.17: De hoofdreeks van de Plejaden (afstand 440 lichtjaar) vergeleken met de hoofdreeks. Er is een verschuiving nodig van 5,5 magnituden om de reeks te laten fitten. Dit noemen we ook wel Main Sequence Fitting. Bron: applet op <http://astro.unl.edu/naap/distance/animations/clusterFittingExplorer.html>

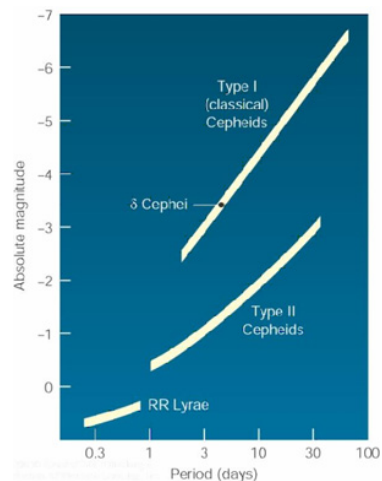
Al in 1784 werd er door John Goodricke een ster, δ Cephei, waargenomen aan de hemel die regelmatig van helderheid leek te veranderen. Deze veranderingen was niet te verklaren doordat het een dubbelster was, en moest dus te maken hebben met processen in de ster zelf. Later werden nog meer van deze sterren ontdekt, en die noemden ze *cepheïden*. De periode waarin de helderheid verandert varieert per ster (figuur op blz. 81). Deze variaties blijken te komen doordat de ster pulseert en daarbij dus uitzet en inkrimpt.

cepheïden

In 1912 onderzocht de astronome *Henrietta Leavitt* de Magellaanse wolken en deed metingen aan 25 cepheïden die zij in deze wolken waarnam. Zij zag dat de cepheïden met de grootste schijnbare helderheden ook de langste periode hadden. Omdat alle cepheïden op dezelfde afstand stonden kon ze hieruit afleiden de periode afhankelijk was van de absolute helderheid van de ster (fig. 4.18). In deze figuur zie je nog twee typen variabele sterren die later ontdekt zijn.

Leavitt

Astronomen hadden al snel in de gaten dat ze hiermee een nieuwe methode hadden gevonden om afstanden te bepalen in het heelal. Als je immers een cepheïde ziet en je meet zijn periode dan weet je direct zijn absolute helderheid en kun je dus met de afstandsvergelijking (vgl. 4.2) de afstand bepalen.



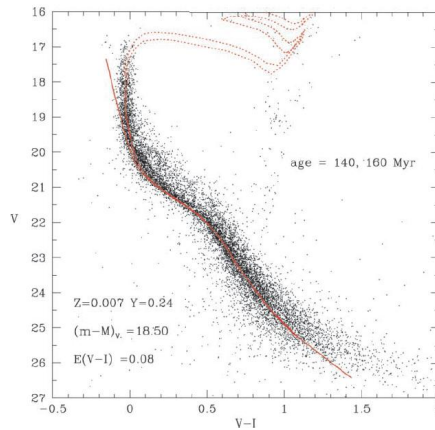
Figuur 4.18: Het verband tussen helderheid en periode van cepheïden.

Omdat cepheïden erg helder zijn kunnen deze ook waargenomen in ver weg

4.6. DE LAATSTE STAP VAN DE KOSMISCHE LADDER: DE WET VAN HUBBLE 77



Figuur 4.19: Opname van de grote Magellaense wolk, zoals die op het zuidelijk halfrond te zien is.



Figuur 4.20: HR-diagram van de grote Magellaense wolk, met een schatting van de m-M (18.50), waarmee de afstand berekend kan worden.

gelegen sterrenstelsels en kunnen zo grote afstanden worden bepaald. Dit is de derde stap van de kosmische ladder waar afstanden tot zo'n 10^8 lichtjaar gemeten kunnen worden. (Zie ook de praktische opdracht op blz. 80).

4.6 De laatste stap van de kosmische ladder: De wet van Hubble

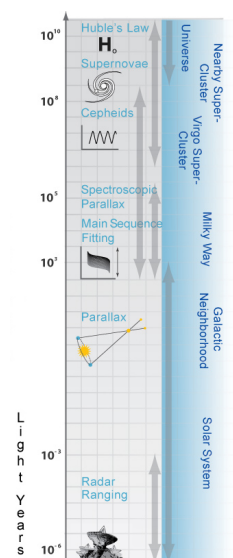
Edwin Hubble was een astronoom die in de jaren 20 van de vorige eeuw onderzoek deed naar sterrenstelsels die hij waarnam met telescopen. Hij deed metingen aan de spectra van deze sterrenstelsels en zag dat de spectraallijnen van alle sterrenstelsels verschoven waren in de richting van het rode licht. Hieruit concludeerde Hubble dat alle sterrenstelsels van elkaar af bewegen, wat te verklaren is doordat het heelal uitdijt. Hoe verder een stelsel van ons af staat des te sneller het lijkt te bewegen. De verschuiving naar rood licht komt doordat de lichtgolven die zijn uitgezonden door de sterrenstelsels langzaam uitgerekt worden, omdat ze mee uitdijen met de rest van het heelal. De mate waarin de golven uitgerekt zijn zegt iets over de afstand waarop de stelsels staan en de snelheid waarmee het stelsel van ons vandaan lijkt te bewegen.

Uit onderzoek aan de lichtsterkte van supernova's (ontplofende sterren) kon men afstanden bepalen van sterrenstelsels tot ongeveer 10^9 lichtjaar. (Dit is nog een tussenliggende stap op de kosmische ladder die we hier niet verder behandelen.) Uit deze informatie en de snelheden die Hubble mat, leidde hij het volgende verband af voor snelheid en afstand (zie ook fig. 4.22):

$$v = H_0 d \tag{4.7}$$

Waarin H_0 de Hubble constante is. Deze constante geeft aan in (km/s)/Mly wat de snelheid is in km/s die er voor iedere miljoen lichtjaar aan extra afstand bijkomt. Een voorbeeld: een stelsel (M51) op 25 Mly afstand (fig. 4.23) zal een

Hubble



Figuur 4.21: De kosmische ladder voor het heelal

snelheid hebben t.o.v. ons van $25 \times H_0$. De beste schatting van de Hubble constante op dit moment is $22,5 \pm 1,0$ (km/s)/Mly. M51 zal dus een snelheid hebben van ong. 570 km/s.

Als we nu dus van zeer ver weg gelegen objecten de roodverschuiving meten, en daar de snelheid uit afleiden weten we ook gelijk de afstand tot het object. Het object met de grootste roodverschuiving tot nog toe blijkt een snelheid te hebben van 97% van de lichtsnelheid van ons vandaan. Dit komt overeen met een afstand van 13 miljard lichtjaar!

Uit de wet van Hubble is af te leiden hoe oud het heelal is met de volgende formule:

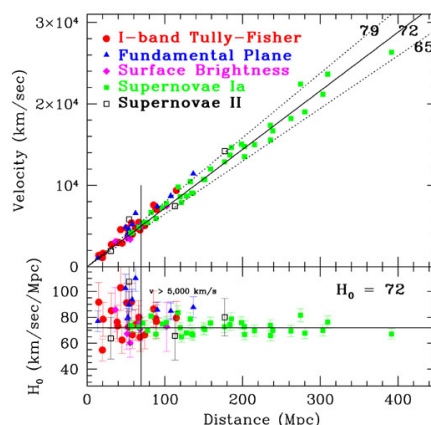
$$t = \frac{1}{H_0} \quad (4.8)$$

Als we in de constante de afstand in km invullen dan krijgen we: $H_0 = 22,5$ (km/s) / $9,5 \cdot 10^{18}$ km = $2,4 \cdot 10^{-18}$ s⁻¹. Dit betekent met de gegeven constante dat het heelal een leeftijd heeft van ongeveer $4,2 \cdot 10^{17}$ s = $13,3 \cdot 10^9$ jaar. Met de onzekerheid erbij komen we op een schatting tussen de 12 en 14 miljard jaar.

De afstandsbepaling met behulp van de wet van Hubble voor zeer ver weg gelegen objecten noemen we de laatste stap van de kosmische ladder.

We zijn dus via de radarmetingen, de parallax, de spectroscopische parallax, de cepheïden en uiteindelijk de wet van Hubble zo bij de uiterste grenzen van het door ons waarneembare heelal gekomen.

Je ziet dus dat de nauwkeurigheid waarmee de leeftijd van het heelal en de afstanden bekend zijn niet zo heel hoog is. Er is een onzekerheid van zo'n 20%. Dit is echter niet zo vreemd als je bedenkt dat alle metingen iedere keer weer voortbouwen op metingen die eerder zijn verricht, waardoor de onzekerheid steeds groter wordt.



Figuur 4.22: Waarnemingen van afstanden waarmee de Hubble constante bepaald is. Duidelijk is te zien dat de constante ruim kan variëren, waardoor de leeftijd van het heelal zeer veel kan veranderen... Hier is dus nog een grote onzekerheid.

Opgave 4-5: LES verwerking: afstanden tot sterrenstelsels

Op de foto van fig.4.23 is in de linkerbovenhoek (zie pijl) een heel lichtzwak sterrenstelsel ($M=18$) te zien. Metingen van de roodverschuiving laten zien dat dit stelsel een snelheid heeft van $0,16x$ de lichtsnelheid.

- Bereken de afstand tot dit stelsel in lichtjaren.
- Welke levensvormen waren op aarde aanwezig toen dit licht werd uitgezonden?



Figuur 4.23: Het sterrenstelsel M51, de draaikolknevel, gezien door een 8,0 cm telescoop. Dit stelsel staat op een afstand van 25 miljoen lichtjaar. Opname gemaakt op 03-05-2011 door A. vd Hoeven.

4.7 Conclusie

In dit hoofdstuk hebben we geleerd hoe we eigenschappen kunnen bepalen van sterren door middel van het licht dat we van deze sterren ontvangen. Met behulp van de lichtkracht en de temperatuur van sterren zijn we in staat om iets te zeggen over de grootte van sterren. Uit de spectra van sterren konden we meer te weten komen over temperatuur en samenstelling van sterren. Door het ordenen van lichtkracht en temperatuur in een HR-diagram kunnen we vervolgens afstanden bepalen van sterren alleen door te kijken naar het spectrum van deze sterren.

Door de ontdekking van veranderlijke sterren werden we in staat gesteld om ook afstanden tot sterrenstelsels te meten die vele malen verder weg zijn dan de sterren in ons eigen melkwegstelsel. Toen deze afstanden bekend waren zag Hubble dat alle stelsels met een grote snelheid van ons vandaan lijken te vliegen. Uit deze vluchtsnelheid leidde hij de Hubble-constante af die ons in staat stelt om zeer grote afstanden te bepalen en zelfs een schatting te maken van de leeftijd van het heelal.

Kanttekening hierbij is wel dat hoe verder we kijken hoe onnauwkeuriger de metingen worden omdat er steeds meer aannames in deze metingen verwerkt zijn. Daardoor is de marge op de grootste afstanden die we meten tot wel 30%.

Opgave 4-6: praktische opdracht: De afstand tot M100, een sterrenstelsel in de Virgo-cluster

Het sterrenstelsel M100 is een indrukwekkend spiraalstelsel in de grote Virgo-cluster wat qua vorm lijkt op het stelsel uit fig. 4.23. De Virgo cluster omvat 2500 afzonderlijke stelsels.

M100 is één van de verste sterrenstelsels waarin nauwkeurige metingen aan cepheïden zijn gedaan. Deze opdracht is gebaseerd op opnamen en gegevens die verkregen zijn met de Hubble Space telescoop. Met deze gegevens gaan we de afstand tot M100 bepalen.

Het verband tussen lichtkracht en periode van cepheïden is sinds Henrietta Leavitts eerste metingen vele malen aangepast. De beste schatting voor deze relatie is op dit moment:

$$M = -2,78 \log(P) - 1,35$$

Waarbij M de absolute magnitude en P de periode in dagen is.

Op bladzijde 81 zie je de lichtkrommen van de twaalf cepheïden die in M100 zijn waargenomen.

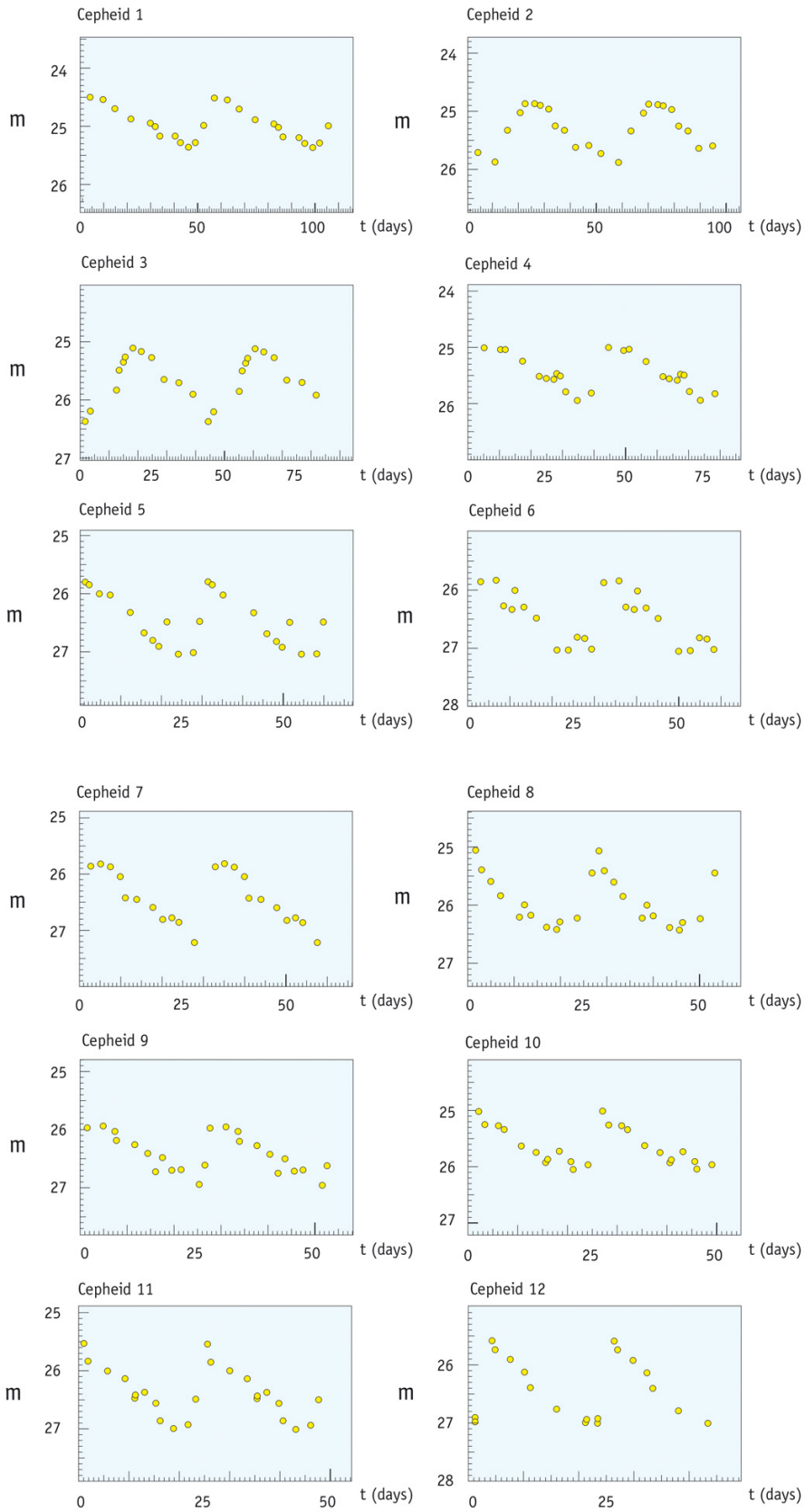
- Bereken, met behulp van de informatie in de lichtkrommen, de absolute helderheid M van de twaalf sterren.
- Om de afstand te bepalen hebben we ook de schijnbare helderheid nodig. Bedenk een methode, om met behulp van de lichtkrommen de schijnbare helderheid te bepalen.
- Bereken de schijnbare helderheid m en de afstand D (in Mpc) voor elk van deze cepheïden.
- Waarom vind je niet elke keer dezelfde afstand?
- Bepaal met behulp van deze 12 afstanden de afstand tot M100.

De afstand zoals die bepaald is is gelijk aan $17,2 \pm 1,8$ Mpc ($= 5,6 \cdot 10^7$ lichtjaar!). Bij de bepaling van deze afstand werd rekening gehouden met aanwezigheid van interstellair stof.

- Wat is de invloed van stof op je uitkomst?

De gemeten snelheid van dit stelsel t.o.v. ons melkwegstelsel is 1400 km/s.

- Bereken met deze waarde de Hubble-constante in (km/s)/Mly
 - Bereken met deze constante de leeftijd van het heelal die uit deze metingen volgt.
-



Hoofdstuk 5

De structuur van sterren

5.1 Inleiding

Aan het oppervlak van de zon heeft het gas een temperatuur van ongeveer 6000 °C, daarom heeft de zon een geelachtige kleur. Er zijn ook hetere en koelere, helderder en zwakkere, grotere en kleinere sterren dan de zon. Dat blijkt voornamelijk te komen door hun verschillen in massa. De massa van de zon is $M_{\odot} = 1.99 \cdot 10^{30}$ kg. Sommige sterren hebben veel meer massa dan de zon en andere minder. Sterren hebben massa's tussen de 0.1 en 100 M_{\odot} . De zon blijkt in alle opzichten een heel normale ster te zijn.

De zon en de aarde zijn al 4,6 miljard oud en uit onderzoek van fossielen weten we dat de helderheid van de zon al die tijd ongeveer hetzelfde is gebleven. Anders gezegd, de zon is heel stabiel, en hetzelfde geldt voor alle andere sterren: gedurende het overgrote deel van hun lange leven veranderen ze maar heel geleidelijk van temperatuur, straal en helderheid.

In dit hoofdstuk 5 gaan we na hoe sterren zijn opgebouwd. Hoe komt het dat sterren zo lange tijd stabiel zijn en niet instorten of verdampen? Waar komt de energie vandaan die de sterren uitzenden? Hoe groot is hun energievoorraad. Hoe lang schijnen ze? Als we de energieproductie begrijpen, dan kunnen we met die kennis misschien ook begrijpen hoe sterren leven en sterven.

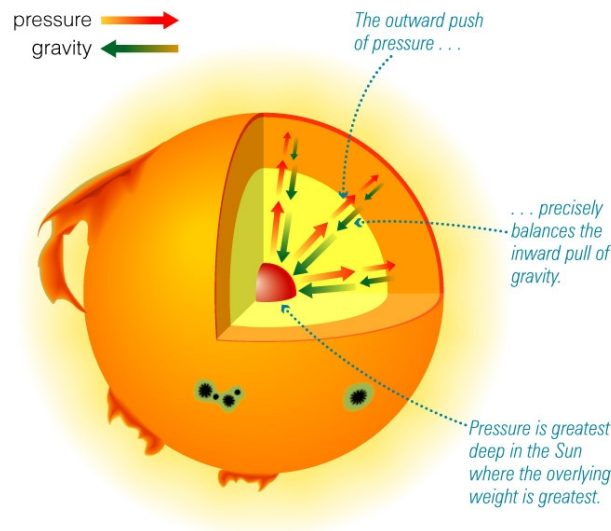
5.2 Sterren: gasbollen in evenwicht

Een ster is een gasbol die door zijn eigen zwaartekracht bijeen wordt gehouden. In het centrum van de ster wordt energie opgewekt die aan het oppervlak wordt uitgestraald. We weten dat sterren heel lang kunnen leven, miljoenen tot miljarden jaren, en dat ze het grootste deel van hun leven stabiel zijn.

Dat betekent dus dat er een **evenwicht** moet zijn tussen de **gasdruk** die de ster probeert te doen uitzetten en de aantrekking door de **zwaartekracht**, en een evenwicht tussen de hoeveelheid energie die wordt **opgewekt** en de hoeveelheid die wordt **uitgestraald**.

5.2.1 Hydrostatisch evenwicht

Als de aantrekking door de zwaartekracht zou winnen van de gasdruk, dan zou de ster inkrimpen, en in het uiterste geval zou de ster helemaal instorten. Anderzijds, als de gasdruk het zou winnen van de aantrekkingskracht door de zwaartekracht, dan zou de ster uitzetten en in het uiterste geval zou al het gas de ruimte in vliegen. De ster zou dan verdampen.



Figuur 5.1: In een ster zijn op alle punten de gasdruk en de zwaartekracht in evenwicht.

Dit gebeurt duidelijk niet want sterren zijn heel stabiel. We moeten dus concluderen dat er in de sterren een evenwicht heerst tussen de aantrekkingskracht van de zwaartekracht en de uitzettingskracht door de gasdruk. Dat moet gelden *op alle dieptes* in de ster anders zouden ergens binnenin de ster nog lagen kunnen opzwellen of inkrimpen en dan zou de ster niet stabiel zijn. We noemen dit evenwicht tussen zwaartekracht en druk het **hydrostatisch evenwicht**. Hoe ontstaat dat evenwicht? Om dat te begrijpen bedenken we eerst hoe het zit met de aardatmosfeer. Die bestaat namelijk ook uit gas en is gemiddeld stabiel. (Er zijn natuurlijk wel horizontale winden en op warme dagen ook opstijgende gasbellen, z.g. thermiek, maar globaal blijft de atmosfeer ongeveer onveranderd.)

hydrostatisch evenwicht

We weten dat de druk en dichtheid in de aardatmosfeer naar boven toe afneemt, daarom hebben bergbeklimmers op de top van Mount Everest zuurstofmaskers nodig. Hoe komt het dat de dichtheid en de druk op zeeniveau hoger is dan op bergtoppen? Dat komt door de zwaartekracht: de lucht op zeeniveau moet het gewicht van de lagen daarboven dragen.

Zo zit het ook met de sterren. Aan de buitenrand van een ster, d.w.z. boven de atmosfeer van een ster, zijn de druk en dichtheid nagenoeg nul. Maar elke meter die je van afdaalt in de ster voel je het gewicht van steeds meer bovenliggende lagen. De druk neemt dus toe naarmate je dieper in de ster komt. Dit zorgt voor een gasdruk die de bovenliggende lagen als het ware tegenhoudt. Aan de andere kant werkt de zwaartekracht in de richting van het centrum van de ster. Omdat de ster in evenwicht is, moet de zwaartekracht precies gecompenseerd worden door een even grote *naar buiten* gerichte kracht geleverd door de gasdruk.

Als om de een of andere reden de druk in een laag in de ster te klein is compenseert deze niet de zwaartekracht van de bovenliggende lagen meer, waardoor de bovenste lagen iets omlaag zakken. Hierdoor stijgt de gasdruk en

wordt het evenwicht hersteld. Andersom als de gasdruk te hoog zou worden (bijv. door temperatuurstijging in de kern) zal de gasdruk groter zijn dan de zwaartekracht en worden de lagen iets naar buiten gedrukt (de ster zet uit), hierdoor daalt de gasdruk net zolang totdat er weer evenwicht is.

Opgave 5-1: De tijdsduur voor het herstel van hydrostatisch evenwicht.

Als een ster uit hydrostatisch evenwicht geraakt dan wordt de druk eventjes wat groter of kleiner dan als de ster in evenwicht is. Door drukverstoringen in een gas ontstaan dichtheidsgolven. Dichtheidsgolven zijn niets anders dan geluidsgolven. Het hydrostatisch evenwicht herstelt zich dan ook op een tijdschaal die ongeveer gelijk is aan de tijd die een geluidsgolf nodig heeft om door de hele ster te lopen, van centrum tot buitenrand.

De geluidssnelheid in een ster is ongeveer $5,8 \cdot 10^6$ m/s. Gebruik Binas voor de straal van de Zon en een heldere rode reus (Betelgeuze).

- a Bereken die tijdschaal voor de zon en voor een heldere rode reus.
 - b Wat is je conclusie over de stabiliteit van deze sterren?
-

5.2.2 Energie-evenwicht

Sterren stralen. De energie in de kern wordt opgewekt door kernfusie. Hierbij fuseren lichtere atomen tot zwaardere atomen, waarbij energie vrijkomt. Als een ster in stabiel evenwicht is, dan moet er per seconde precies evenveel energie worden geproduceerd als er wordt uitgestraald.

Als de ster per seconde meer licht zou uitstralen dan er wordt opgewekt, dan zou de ster netto dus energie verliezen en afkoelen. Dan zou de gasdruk afnemen, de zwaartekracht zou winnen en de ster zou dan instorten. Anderzijds, als een ster meer energie zou produceren per seconde dan ze uitstraalt, dan zou de ster opwarmen. Als het gas heter wordt neemt de gasdruk toe en dus zou de ster uitzetten en niet stabiel zijn.

Voor een stabiele ster moet er dus **energie-evenwicht** zijn. Dit wordt soms ook **thermisch evenwicht** genoemd omdat het te maken heeft met de temperatuurverdeling in een ster.

De energie die in het centrum van een ster door kernfusie wordt opgewekt moet naar buiten worden getransporteerd om uiteindelijk als straling door het oppervlak te worden uitgezonden. Dat energietransport kan op twee manieren: door fotonen, z.g. *stralingstransport* of door convectieve stromingen, *convectief transport*.

thermisch evenwicht

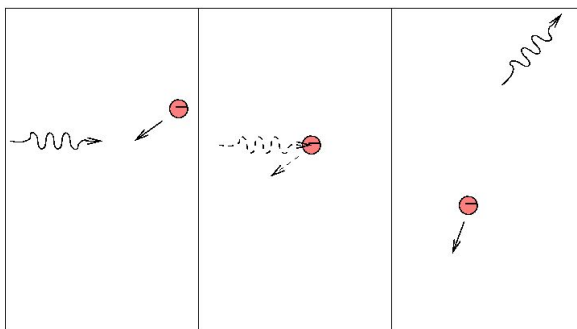
stralingstransport

Stralingstransport Als de energie door de ster naar buiten wordt getransporteerd door fotonen dan gebeurt dat als volgt. In het centrum van de ster waar de kernfusie optreedt heerst een heel hoge temperatuur. De fotonen die daar worden gecreëerd hebben een hoge energie en zijn voor het merendeel röntgenfotonen.

Die röntgenfotonen dragen hun energie over aan het gas. Dat gebeurt voornamelijk door *botsingen met vrije elektronen*. Dit heet ook wel het **Compton-effect**. Het gas in sterren is bijna helemaal geïoniseerd, dus er zijn geen gebonden elektronen meer en er is dus ook geen absorptie van fotonen door elektronen-overgangen mogelijk.

Compton-effect

Elektronenverstrooiing werkt als volgt. Als een foton een vrij elektron ontmoet, dan gaat het elektron even trillen door het elektrisch veld van het foton. Daarbij gaat een klein deel van de energie van het foton over op het elektron. Het foton wordt daarbij afgebogen in zijn baan, het wordt "verstrooid", zie fig. 5.2. (Eigenlijk wordt het heel even geabsorbeerd en meteen weer geëmitteerd maar nu in een willekeurige richting, en met iets minder energie.)



Figuur 5.2: Verstrooiing van fotonen aan vrije elektronen. Bron: Michael Richmond, spiff.rit.edu/classes/phys440/lectures/opacity/thomson_scatter.gif.

Het elektron draagt de kinetische energie die het van het foton heeft gekregen over op het gas, door middel van botsingen met andere elektronen en met atoomkernen. Zo wordt het gas verhit door de energie die de fotonen verliezen.

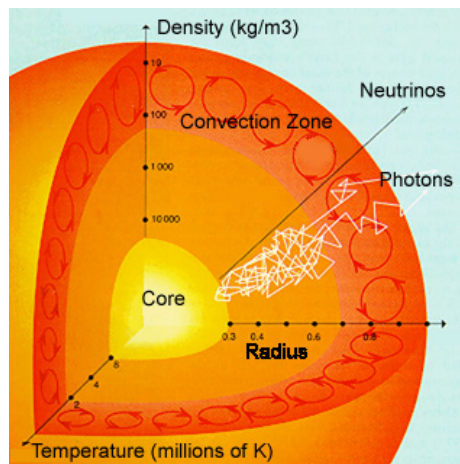
Het hete gas straalt die energie weer uit door uitzending van fotonen met een golflengte die bij zijn temperatuur past volgens de Planck-kromme. Deze uitgezonden fotonen worden ook weer verstrooid aan vrije elektronen en verhitten de lagen daarboven, enz.

Als je in een laag in de ster zou zitten dan komt straling van alle kanten op je af, links, rechts, boven, en onder. Maar de lagen boven je zijn iets koeler dan de lagen onder je. Je ziet dus méér straling van onderen komen dan van boven. Dus is er "netto" gezien stralings-transport naar boven.

We zien dus dat door de voortdurende verstrooiing van fotonen aan vrije elektronen de energie van de straling aan het gas wordt overgedragen, weer vrijkomt in de vorm van straling, die weer wordt verstrooid enz. Op die manier "lekt" de energie als het ware van het centrum van de ster naar hogere lagen.

Je kunt dit vergelijken met warmtegeleiding in een pannetje water op het vuur. De warmte die van onderen is toegevoegd geeft de moleculen een hoge kinetische energie (snelheid). Door botsingen met andere moleculen dragen ze dat over aan de moleculen van de lagen daarboven waardoor het water daar ook heter wordt, enz. Maar in dit geval gebeurt het "transport" van de energie door de bewegende moleculen als die kleine afstanden afleggen tussen twee botsingen. Bij stralingstransport in sterren zijn het de fotonen die de energie transporteren door kleine afstanden af te leggen tussen twee verstrooiingen.

Uiteindelijk bereikt de energie door het stralingstransport de rand van de



Figuur 5.3: Energietransport in de zon: in het centrum wordt de energie opgewekt door kernfusie. De energie wordt door de ster getransporteerd door straling, maar in de buitenlagen door convection. Ook zien we het verloop van druk, temperatuur en dichtheid van de atmosfeer tot het centrum.

ster. Maar natuurlijk niet meer in de vorm van de röntgen-fotonen die in het centrum zijn opgewekt. Op de reis naar boven is de energie van de fotonen steeds aangepast aan de lokale omstandigheden. De fotonen die uiteindelijk de ster verlaten hebben dus een energie die hoort bij de temperatuur aan de rand van de ster. Dat is de reden dat de zon voornamelijk geel licht uitzendt, behorend bij zijn oppervlaktetemperatuur van 5700 K.

De rand-temperatuur van de zon is $3,6 \cdot 10^{-4}$ keer zo laag als T in het centrum van de zon ($16 \cdot 10^6$ K), dus de uitgestraalde fotonen hebben een gemiddelde energie die $1,7 \cdot 10^{-4}$ keer zo laag is als die in het centrum. De energie van een oorspronkelijke foton is dus op zijn reis naar buiten verdeeld over gemiddeld 3000 andere fotonen

Convectief transport Daar waar het energietransport door middel van fotonen niet efficiënt genoeg is, bijvoorbeeld als sterlagen niet doorzichtig genoeg zijn, ontstaan convectieve stromingen die de energie transporteren in de vorm van warmte.

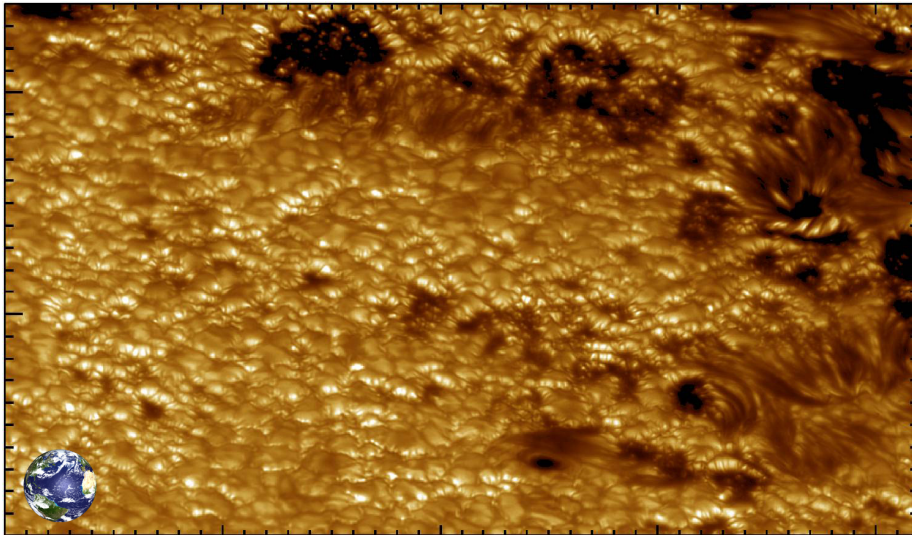
We kennen convection ook van de aardatmosfeer. Op warme zomerdagen kan het aardoppervlak zo sterk verwarmd worden dat de warmte-geleiding van de lucht niet genoeg is om die warmte af te voeren. In de onderste luchtlagen gaan dan warme gasbellen opstijgen omdat warme lucht lichter is dan koelere lucht. De warme gasbellen stijgen van het oppervlak op en koelere gasbellen dalen en nemen hun plaats in tot ze op hun beurt ook weer verhit opstijgen. Zo ontstaat dan een circulatiepatroon dat de warmte naar boven transporteert. Dat geeft prachtige stapelwolken.

Hetzelfde kan ook gebeuren in sterren. Bij de zon bijvoorbeeld is de buitenlaag convectief tot een diepte van ongeveer $0,1 R_{\odot}$ onder de zonsrand.¹ Dat komt omdat de buitenlagen van lichte sterren relatief koel zijn. Bij lagere temperaturen, ongeveer onder de 10^5 K, is de waterstof in een ster niet meer helemaal geïoniseerd maar wordt een groot deel van de elektronen gebonden aan H-kernen en vormt zo waterstofatomen in plaats van waterstof-ionen. Het blijkt dat waterstofatomen heel efficiënt fotonen kunnen absorberen, dus kan

¹ R_{\odot} , L_{\odot} en M_{\odot} worden gebruikt om de waarden van de zon aan te geven

straling niet efficiënt door die lagen worden getransporteerd. Om de energie toch af te voeren ontstaan dan hete gasbellen die opstijgen en koelere belen die dalen. Het zonne-oppervlak is dan ook een wirwar van stijgende en dalende gasbellen (zie fig. 5.4). Deze belen noemen we ook wel *granulen*.

granulen



Figuur 5.4: Op het oppervlak zijn de borrelende gasbellen duidelijk te zien. Vergelijk ook de grootte van de aarde op de figuur. Bron: Zweedse 1m telescoop op de Canarische eilanden.

Overigens, de borrelende lagen net onder het oppervlak van de zon zijn verantwoordelijk voor zonnevlekken, zonnevlammen en andere uitbarstingen aan het zonsoppervlak.

5.3 Kernfusie

Gedurende het grootste deel van het leven van sterren krijgen ze hun energie door kernfusie. Atoomkernen van een licht element smelten samen tot een kern van een zwaarder element. Daarbij wordt een heel kleine fractie van de massa omgezet in energie volgens de beroemde wet van Einstein $E = mc^2$, waarbij c de lichtsnelheid is en m het massa-defect, d.w.z. de massa die wordt omgezet in energie.

5.3.1 Voorwaarden voor kernfusie

Kernfusie kan alleen maar optreden in gas met een enorm hoge dichtheid en temperatuur. Deze zijn nodig omdat de kernen van atomen een positieve elektrische lading hebben. Het gas in sterren is namelijk geïoniseerd, dus de negatief geladen elektronen zijn van de atoomkern losgeraakt. Door hun positieve ladingen stoten de atoomkernen elkaar af. Ze kunnen dus alleen maar samensmelten als ze met zo'n grote snelheid op elkaar af vliegen dat ze de afstotende kracht overwinnen. Dit vereist een hoge temperatuur. Immers, hoe hoger de temperatuur, hoe groter de snelheid van de deeltjes. Bovendien moet de dichtheid erg groot zijn om te zorgen dat er genoeg botsingen optreden.

Laten we de zon beschouwen. In het centrum van de zon heerst een temperatuur van $T = 16 \cdot 10^6$ K en een dichtheid van $\rho = 1,6 \cdot 10^5 \text{ kg m}^{-3}$. Dat is 1600 maal zo groot als de dichtheid van water en toch is het door de hoge temperatuur nog gas! Die hoge temperatuur komt door de kernfusie en de hoge dichtheid komt door het gewicht van de bovenliggende lagen.

Bij die grote dichtheid en hoge temperatuur botst een proton in het centrum van de zon ontelbare keren per seconde met een ander proton. Bij slechts een heel kleine fractie van al die botsingen treedt fusie op. Dat komt omdat voor H-fusie een botsingssnelheid van ca 10^7 m.s^{-1} nodig is om de afstotende kracht te overwinnen, terwijl de *gemiddelde* snelheid van protonen slechts $4,5 \cdot 10^5 \text{ m.s}^{-1}$ is. Slechts een heel kleine fractie van de protonen, nl. die met de grootste snelheden, kunnen bij botsingen met andere snelle protonen fuseren.

5.3.2 Energieproductie door kernfusie

Atoomkernen bestaan uit protonen en neutronen. Het aantal protonen wordt aangeduid met Z en bepaalt de lading van de kern en met welk element we te maken hebben. Tezamen met het aantal neutronen (N) geeft dit het massagetal $A = Z + N$. Kernen met dezelfde Z maar een verschillend aantal neutronen heten *isotopen* van dat element. De aanduiding van een bepaald isotoop is als volgt: ${}^A\text{X}$, waarbij X het element (en dus Z) aanduidt, en A het massagetal. Dus ${}^1\text{H}$ is 'gewoon' waterstof met 1 proton, ${}^2\text{H}$ is 'zwaar' waterstof (deuterium) met 1 proton en 1 neutron. Zie Tabel 5.1 voor meer voorbeelden.

Protonen en neutronen hebben beiden een massa van ongeveer $m_p = 1.67 \times 10^{-27} \text{ kg}$, de massa van een atoomkern is dus ongeveer $A m_p$. Ongeveer, maar niet precies! Het blijkt dat er een klein verschil is tussen de werkelijke massa van een atoomkern, en de som van de massa's van hun protonen en neutronen. Bij kernfusie reacties kan er dus een klein beetje massa verdwijnen; deze massa wordt omgezet in energie volgens de bekende formule uit Einstein's relativiteitstheorie: $E = mc^2$.

Dit is het principe van de energieproductie door kernreacties. Als het verschil in totale massa van de atoomkernen vóór en na een reactie Δm bedraagt, dan komt een hoeveelheid energie vrij van

$$E = \Delta mc^2 \quad (5.1)$$

massadefect

Bij de fusie van H tot He smelten 4 protonen samen tot een He-kern volgens de volgende netto-reactie.



De twee positronen (e^+ = positief geladen elektron) die vrijkomen worden meteen samen met twee vrije elektronen omgezet in energie. De twee neutrino's (ν) hebben geen lading en bijna geen massa en vliegen dwars door de zon heen naar buiten.

De energie die vrijkomt, komt dus van de twee hoog-energetische fotonen, de γ -kwanten, en uit de annihilatie van de positronen.

element	isotoop	Z	A	massa
	e ⁻	-1	0	0.000549
	e ⁺	1	0	0.000549
	n	0	1	1.008665
waterstof	¹ H	1	1	1.007276
	² H	1	2	2.013553
helium	³ He	2	3	3.014932
	⁴ He	2	4	4.001506
lithium	⁶ Li	3	6	6.013477
	⁷ Li	3	7	7.014358
beryllium	⁷ Be	4	7	7.014736
	⁸ Be	4	8	8.003111
koolstof	¹² C	6	12	11.996709
	¹³ C	6	13	13.000064
stikstof	¹³ N	7	13	13.001900
	¹⁴ N	7	14	13.999234
	¹⁵ N	7	15	14.996268
zuurstof	¹⁵ O	8	15	14.998681
	¹⁶ O	8	16	15.990526
neon	²⁰ Ne	10	20	19.986955
magnesium	²⁴ Mg	12	24	23.978460
silicium	²⁸ Si	14	28	27.969250
ijzer	⁵⁶ Fe	26	56	55.920677
nikkel	⁵⁶ Ni	28	56	55.926779

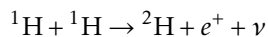
Tabel 5.1: Een aantal elementen en hun isotopen. De laatste kolom geeft de werkelijke massa van de kern in eenheden van $m_H = 1.660538 \times 10^{-27}$ kg.

5.3.3 Waterstoffusie in meer detail

Uit de kernreactievergelijking 5.2 lijkt het of waterstof fuseert tot Helium doordat er 4 protonen tegelijkertijd op elkaar botsen. Zo'n viervoudige botsing is (natuurlijk) erg onwaarschijnlijk en komt dan ook zelden voor. De kans is veel groter dat er meerdere botsingen en fusiereacties na elkaar plaatsvinden, en dat gebeurt dan ook in de praktijk.

De fusie van waterstof tot helium ($4^1\text{H} \rightarrow ^4\text{He}$) vindt plaats via een serie reacties. Er zijn twee mogelijkheden, die de *pp-keten* en de *CNO-cyclus* worden genoemd. Ze staan weergegeven in fig. 5.5.

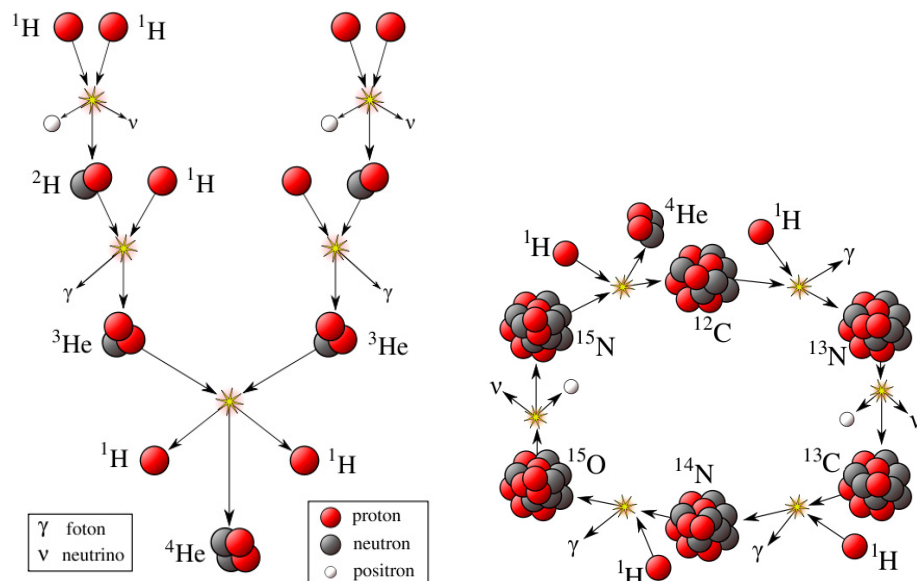
De *pp-keten* begint met de fusie van 2 protonen tot deuterium (zwaar waterstof),



Hierbij wordt één proton omgezet in een neutron door middel van β^+ -verval. Bij dit proces komt een positron vrij (dat de lading van het proton met zich meeneemt) en een neutrino. Het neutrino ontsnapt uit het sterregas en neemt een klein deel van de vrijgekomen energie mee. De rest van de energie gaat naar het positron, dat snel annihileert² met een elektron ($e^+ + e^- \rightarrow 2\gamma$) en

²Annihilatie is wanneer een deeltje met zijn anti-deeltje reageert waarbij de massa van de deeltjes verdwijnt en volledig omgezet wordt in energie volgens $E=mc^2$

pp-keten
CNO-cyclus



Figuur 5.5: Links: Fusie van waterstof tot helium (^4He) via de pp-keten. Aangepast van http://en.wikipedia.org/wiki/Proton-proton_chain. Rechts: Fusie van waterstof tot helium via de CNO-cyclus. Aangepast van http://en.wikipedia.org/wiki/CNO_cycle.

zo gamma-fotonen vrijmaakt. De energie van deze fotonen wordt naar de rand van de ster getransporteerd (zie de uitleg over stralingstransport in paragraaf 5.2.2) en daar uitgestraald.

Deuterium reageert vervolgens onmiddellijk met een derde proton, waarbij wederom een gamma-foton vrijkomt en ^3He gevormd wordt. Dit reageert met een andere ^3He kern, gemaakt via dezelfde reacties, waarbij de bekende vorm van helium, ^4He , gevormd wordt en twee protonen vrijkomen.

De pp-keten is de belangrijkste energiebron in sterren met massa's zoals de zon of kleiner. Behalve de omzetting van ^1H in ^4He heeft de pp-keten twee bij-effecten: omdat de $^2\text{H} + ^1\text{H}$ reactie zeer snel verloopt, wordt alle in de ster aanwezige deuterium vernietigd. De $^3\text{He} + ^3\text{He}$ reactie is echter relatief langzaam, en in een schil rondom de sterkern ondergaat een deel van de ^3He niet de laatste reactiestap. Sterren met lage massa kunnen dus behalve ^4He ook ^3He produceren.

Als er in een ster al wat zwaardere elementen aanwezig zijn, is er een alternatief voor de pp-keten: waterstof kan fuseren met koolstof, zodat



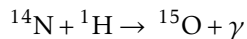
De ^{13}N kern is onstabiel en ondergaat β^+ -verval:



waarop ^{13}C reageert met nog twee protonen tot achtereenvolgens ^{14}N en ^{15}O , dat vervalt tot ^{15}N (zie fig. 5.5). Bij de reactie van ^{15}N met een proton wordt (meestal) geen ^{16}O gemaakt, maar $^{12}\text{C} + ^4\text{He}$, waarmee we terug zijn bij het begin.

De ^{12}C -kern kan opnieuw dezelfde reacties ondergaan, vandaar dat dit de CNO-cyclus wordt genoemd. De koolstof fungeert slechts als katalysator van de netto-reactie $4^1\text{H} \rightarrow ^4\text{He}$.

De CNO-cyclus vergt een wat hogere temperatuur dan de pp-keten en is de voornaamste energiebron in sterren zwaarder dan de zon. Een belangrijk aspect van de CNO-cyclus zijn de zeer verschillende reactiesnelheden in de cyclus. Daarbij is de reactie

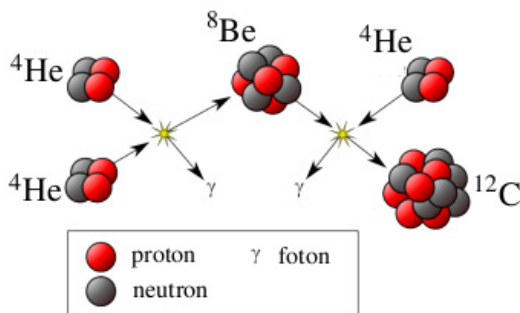


verreweg de langzaamste, en fungeert daarmee als 'bottleneck': er ontstaat een opeenhoping van ^{14}N kernen op het circuit. Dit betekent dat, ondanks dat het totaal aantal C+N+O kernen niet verandert, er effectief ^{12}C wordt omgezet in ^{14}N . De CNO-cyclus speelt daarmee een belangrijke rol in de vorming van stikstof in het heelal.

5.3.4 Heliumfusie

Door waterstoffusie wordt het centrum van een ster (de binnenste 10% van de massa voor een ster als de zon, oplopend tot wel 40% voor hele zware sterren) geheel omgezet in helium. Er kan dan geen verdere waterstoffusie meer plaatsvinden. De energieproductie houdt dus op en het centrum van de ster trekt samen onder invloed van de zwaartekracht.

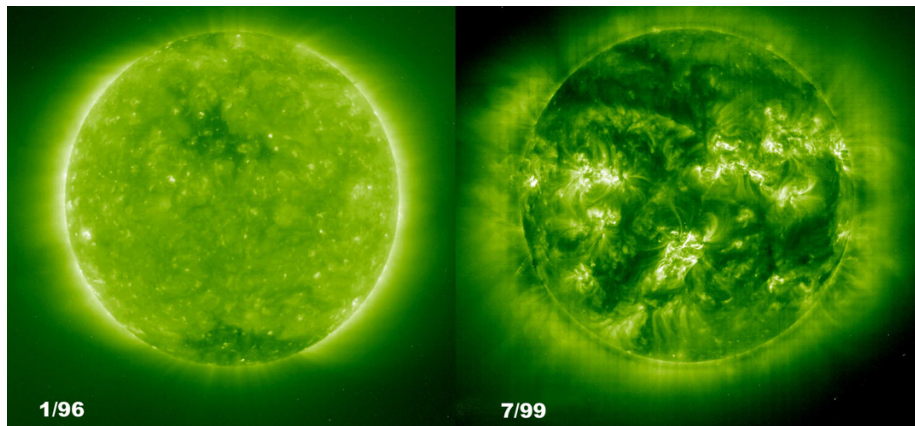
Net als bij de geboorte van de ster neemt de temperatuur in het stercentrum tijdens dit krimpen toe. Als het centrum zover is samengetrokken dat de temperatuur is opgelopen tot 10^8K , begint de volgende fase: Heliumfusie.



Figuur 5.6: Fusie van helium tot koolstof via de 3α -reactie. Aangepast van http://en.wikipedia.org/wiki/Triple-alpha_process.

In fig. 5.6 wordt het proces schematisch weergegeven. In de eerste stap fuseren twee Heliumkernen tot een ^8B -kern. Deze kern is instabiel en valt binnen 10^{-16} seconde weer uiteen in twee ^4He . Voor een succesvolle reactie moet de ^8B -kern dus binnen die tijd verder reageren met een derde ^4He -kern. Het resultaat is een stabiele koolstofkern: ^{12}C .

De twee reacties vinden zo snel achter elkaar plaats, dat de drie Heliumkernen (α -deeltjes) eigenlijk tegelijk reageren. Vandaar de naam 3α -reactie. Als er genoeg ^{12}C is gemaakt, reageert een deel daarvan verder volgens $^{12}\text{C} + ^4\text{He} \rightarrow ^{16}\text{O}$. Het eindproduct van heliumfusie is dan ook een mengsel van koolstof en zuurstof.



Figuur 5.7: Ondanks dat de zon heel stabiel is zijn er wel variaties in de activiteit van de zon. Eén van de bekendste variaties is de 11-jarige zonnevleekcyclus. Hier zie je twee opnamen van de zon tijdens minimale en maximale activiteit.

5.4 De levensduur van sterren

Sterren krijgen hun energie uit kernfusie. Na verloop van tijd moet dat proces een keer ophouden, omdat de ‘brandstof’ op is. Hoe lang duurt dat? Daarover gaat deze paragraaf.

5.4.1 De levensduur van de zon

Met de kennis uit de vorige paragrafen over de H-fusie in de zon kun je uitrekenen hoe lang de zon kan stralen. Neem de totale hoeveelheid beschikbare waterstof, deel dat door de hoeveelheid die per seconde fuseert, en je weet hoe lang de zon te leven heeft. Je moet hierbij wel rekening houden met het feit dat kernfusie alleen maar in het centrum kan plaatsvinden, waar T en ρ hoog genoeg zijn.

De zon heeft een massa van $M_{\odot} = 1,99 \cdot 10^{30}$ kg en bestond bij zijn ontstaan voor 70% uit H-gas. Uit nauwkeurige berekeningen van de opbouw van de zon blijkt dat slechts 12% van de totale zonsmassa in het centrum zit waar de H-fusie plaatsvindt. Hieruit volgt dat de zon in totaal 9 miljard jaar kan stralen met de huidige intensiteit. De zon is nu 4.6 miljard jaar oud, en dus ongeveer halverwege zijn leven! Dit houdt in dat in het centrum van de zon al de helft van de H is omgezet tot He.

Opgave 5-2: Levensduur van de zon

Gebruik de bovenstaande gegevens, de gegevens uit tabel 5.2 en het feit dat in de zon per seconde $4,0 \cdot 10^9$ kg waterstof in energie wordt omgezet om de levensduur van 9 miljard jaar na te rekenen.

Als alle H in het centrum van de zon is omgezet tot He, dan zijn er in principe nog andere fusiereacties mogelijk tot zwaardere elementen. De eerstvolgende reactie, Heliumfusie, is al aan de orde gekomen in paragraaf 5.3.4. Tabel 5.2 geeft een overzicht van de belangrijkste achtereenvolgende reac-

reactie	T (K)	Massa- defect (%)	Duur ^a (jaar)
$4\ ^1\text{H} \rightarrow\ ^4\text{He}$	10^7	0,66%	10^7
$3\ ^4\text{He} \rightarrow\ ^{12}\text{C}$	10^8	0,065%	10^6
$^{12}\text{C} +\ ^4\text{He} \rightarrow\ ^{16}\text{O}$	$2 \cdot 10^8$	0,048%	10^3
$2\ ^{16}\text{O} \rightarrow\ ^{28}\text{Si} +\ ^4\text{He}$	10^9	0,032%	1
$2\ ^{28}\text{Si} \rightarrow\ ^{56}\text{Fe}$	$2 \cdot 10^9$	0,034%	10^{-2}

Tabel 5.2: De belangrijkste fusie-processen in sterren. ^a De duur geldt voor een ster van $15 M_{\odot}$.

ties. Er zijn nog een groot aantal minder belangrijke tussenliggende stappen, waarbij o.a. ^{14}N en ^{40}Ca wordt gevormd, maar die zijn weggelaten.

Tabel 5.2 toont een aantal interessante eigenschappen van de fusieprocessen in sterren.

(1) Voor elke volgende fusie-reactie is een hogere temperatuur nodig. Dat komt omdat de betrokken atoomkernen een hogere lading hebben dus hun afstotende kracht is groter. Om dan toch te kunnen fuseren moeten de deeltjes met hogere snelheid op elkaar botsen, dus moet het gas een hogere T hebben.

(2) Bij elke volgende reactie (behalve de laatste) is het massa-defect kleiner; er wordt een kleinere fractie van de massa omgezet in energie. Dus levert elke opvolgende reactie minder energie.

(3) Elke volgende fusie-fase duurt veel korter dan de vorige. Dat is het gevolg van de eerste twee effecten. (a) Als reacties minder energie leveren kan de ster daar korter mee stralen. (b) De hogere T die nodig is voor elke volgende reactie wordt in een kleiner deel van het stercentrum bereikt, waardoor steeds een kleinere hoeveelheid materie kan fuseren. Daardoor neemt de duur van die fasen ook af. Bijvoorbeeld: niet alle He die is gevormd in het centrum van een ster wordt omgezet in C. Evenzo wordt slechts een deel van de gevormde C omgezet in O, enzovoorts.

We zien in Tabel 5.2 dat alle fusie-processen na de $\text{H} \rightarrow \text{He}$ fusie het leven van een ster maar met ongeveer 10% kunnen verlengen. Dat is voor alle sterren ongeveer hetzelfde: het grootste deel, ca 90 %, van haar leven krijgt een ster haar energie door de fusie van H.

In hoofdstuk 4 hebben we gezien dat ruwweg 90% van de sterren in het Hertzsprung-Russell diagram op de hoofdreeks zitten (zie fig. 4.10). Het blijkt dat alle sterren op de hoofdreeks bezig zijn met de fusie van H. De sterren die niet op de hoofdreeks zitten zijn met andere fusie-processen bezig. Daar komen we later op terug als we de levensloop van sterren behandelen.

5.4.2 De levensduur van andere sterren

We hebben uitgerekend dat de zon ongeveer 10 miljard jaar oud kan worden, namelijk 9 miljard jaar tijdens de H-fusie en dan nog ruwweg 10% erbij. Hoe zit dat met andere sterren?

Sterren die meer massa hebben dan de zon blijken helderder te stralen. Dat komt omdat de druk en de dichtheid in het centrum des te groter is naarmate de ster zwaarder is. Bij die grotere druk en dichtheid verloopt het fusieproces efficiënter en wordt er meer energie geproduceerd, dus de ster is helderder.

Uit metingen van de massa van sterren en hun helderheid weten we dat er voor hoofdreekssterren een relatie is tussen massa en lichtkracht (zie fig. 5.8):

$$\frac{L}{L_{\odot}} = \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)^{3,8} \quad (5.5)$$

Dit betekent dat een ster met een massa van $2M_{\odot}$ een helderheid heeft van $L = 2^{3,8}L_{\odot} = 14L_{\odot}$, en anderzijds een ster van $0,5M_{\odot}$ een helderheid heeft van $L = 0,07L_{\odot}$ en dus veel zwakker is dan de zon.

Met deze gegevens kunnen we dus van hoofdreekssterren direct de massa schatten, want de lichtkracht is immers bekend uit het HR-diagram! Het blijkt dan dat de blauwe (dus hete) hoofdreekssterren de grootste massa hebben en de rode (koele) hoofdreekssterren de kleinste massa.

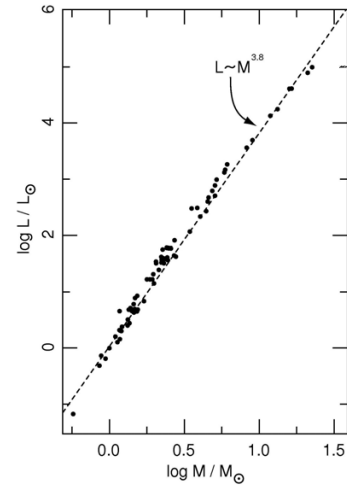
Ook gebruiken we deze eigenschap om de levensduur van sterren te schatten. Het idee is dat een ster die meer massa heeft dan de zon meer waterstof heeft om te fuseren en dus in totaal meer energie kan produceren en dus langer zou kunnen leven, maar als zij helderder is dan de zon dan jaagt zij die energie er sneller doorheen en dat zal de levensduur juist weer verkorten. Kortweg:

$$\begin{aligned} \text{levensduur tov zon} &= \frac{\text{energievoorraad (= massa) tov zon}}{\text{verbruik tov zon}} \\ \text{ofwel} & \\ t_{\max} &= 10^{10} \frac{M_{*}/M_{\odot}}{L_{*}/L_{\odot}} \text{ jaar,} \end{aligned} \quad (5.6)$$

waarbij 10^{10} jaar de levensduur van de zon is.

Met deze simpele methode onderschat je levensduur van sterren zwaarder dan $20M_{\odot}$. Dat komt omdat door hun grote massa een groter deel van de ster voldoende hoge T en ρ heeft voor fusie. Bij de zon kan ongeveer 12% van de massa meedoen aan de H-fusie, bij een ster van $20M_{\odot}$ is dat echter ongeveer 25%. Daardoor is de levensduur van zware sterren hoger dan je zou schatten met vergelijking 5.7. Nauwkeurige berekeningen van stervolutie laten zien dat de maximale leeftijd van een ster van $20M_{\odot}$ zo'n $t_{\max} = 9$ miljoen jaar is, en die van een ster van $50M_{\odot}$ nog $t_{\max} = 4$ miljoen jaar.

We zien aan de resultaten dat hoe meer massa een ster heeft, des te korter zal zij leven! Alle zware en heldere sterren die we aan de hemel vinden zijn dus relatief recent ontstaan. Voorbeeld: de drie sterren van de gordel van het sterrenbeeld Orion hebben allen een massa van meer dan $25M_{\odot}$. Die sterren zijn dus minder dan 5 miljoen jaar geleden geboren. Dat is kosmisch gezien heel jong!



Figuur 5.8: De gemeten Massa-lichtkrachtrelatie voor hoofdreekssterren.

Opgave 5-3: De levensduur van sterren

Schat de levensduur van de sterren in onderstaande tabel, gebruikmakend van de M - L -relatie van fig. 5.8.

Massa M/M_{\odot}	Helderheid L/L_{\odot}	Levensduur jaren
0.5		
0.8		
1		
3		
5		
20		
50		

Het heelal is ongeveer 14 miljard jaar oud. Wat betekent dat voor alle sterren die ooit geboren zijn met een massa kleiner dan $0,8 M_{\odot}$?

5.4.3 Leeftijdsbepaling van sterren in sterrenhopen

We kennen de leeftijd van de zon omdat we uit metingen van radioactief gesteente op aarde en op de maan de leeftijd van de aarde en de maan kunnen meten. Die blijken ongeveer 4,6 miljard jaar oud te zijn. Uit onderzoek naar de vorming van planeten blijkt dat die vrijwel tegelijk met de zon ontstaan zijn, dus moet de leeftijd van de zon ook 4,6 miljard jaar zijn.

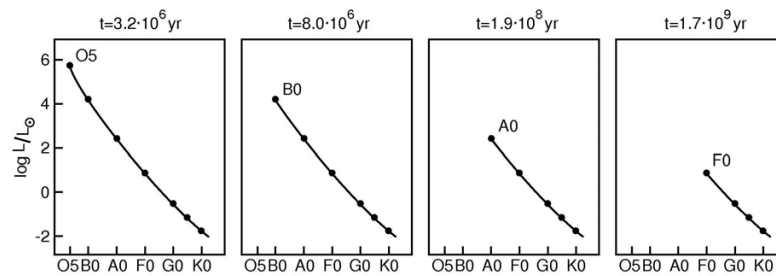
Helaas kunnen we deze methode niet toepassen om de leeftijd van andere sterren te bepalen. Zelfs als er om die sterren planeten zouden draaien kunnen we daar immers geen bodemmonsters van nemen! Daarom kunnen we de leeftijd van losse sterren niet rechtstreeks bepalen.

Gelukkig kunnen we wel de leeftijden van *sterrenhopen* bepalen, omdat we weten dat de sterren van een sterhoop allemaal ongeveer tegelijk zijn geboren uit dezelfde moleculaire reuzenwolk. Voor die leeftijdsbepaling gebruiken we de berekeningen van de *levensduur* van sterren van verschillende massa's en helderheden die we hierboven hebben afgeleid. Omdat alle sterren in een sterhoop tegelijk ontstaan zijn, kennen we de leeftijd van alle sterren van die sterhoop als we de leeftijd van de sterhoop als geheel weten.

Sterrenhopen bevatten bij hun geboorte sterren van allerlei massa's, van de zwaarste (ongeveer $100M_{\odot}$) tot de lichtste (ongeveer $0.1M_{\odot}$). In het begin zijn al die sterren bezig met H-fusie. Als we de helderheid van die sterren meten en hun kleur of oppervlaktetemperatuur en dat in een grafiek tegen elkaar uitzetten, dan hebben we het Hertzsprung-Russell diagram (afgekort HR-diagram) van die sterhoop (zie fig. 4.10 in Hoofdstuk 4).

Alle jonge sterren van een sterhoop die met H-fusie bezig zijn liggen op de hoofdreeks; de zwaarste sterren bovenaan en de lichtste sterren onderaan. Maar wat gebeurt er nu als de sterhoop ouder wordt?

De zwaarste sterren hebben de kortste levensduur, dus die zijn het eerst klaar met de H-fusie en liggen in het HR-diagram dan niet meer op de hoofdreeks. Naarmate de sterhoop ouder wordt verlaten steeds meer sterren van de hoofdreeks. Het punt waar de knik in de hoofdreeks zichtbaar is noemen we

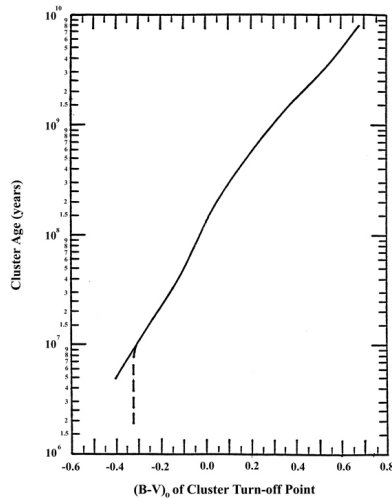


Figuur 5.9: Schematische tekening van de verandering in de hoofdreeks van een sterhoop als de sterhoop steeds ouder wordt. Het spectraaltypen van de zwaarste ster op de hoofdreeks is gegeven. Bron: Lamers, 2001, "Bouw en Levensloop van sterren", p 63

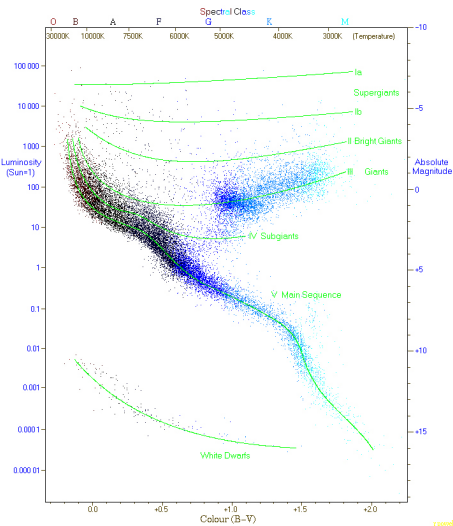
het *turn-off point*. De hoofdreeks wordt dus van de bovenkant af steeds korter. Hoe korter de hoofdreeks, hoe ouder de sterhoop. Dus we kunnen de leeftijd van een sterhoop meten door te kijken hoever de hoofdreeks zich naar boven uitstrekt! Dit is geschetst in fig. 5.9.

turn-off point

Als de zwaarste en helderste hoofdreeks ster van een sterhoop een massa heeft van $20M_{\odot}$, dan zijn alle sterren zwaarder dan $20M_{\odot}$ dus al weg, maar die van $20M_{\odot}$ nog net niet. De hoofdreeksfase van een ster van $20M_{\odot}$ duurt 8 miljoen jaar, dus de sterhoop is net iets jonger dan 8 miljoen jaar. Er zijn ook sterrenhopen waarvan de hoofdreeks zo kort is dat de zwaarste sterren op de hoofdreeks een massa van slechts $0.9M_{\odot}$ hebben. Dat zijn de bolvormige sterrenhopen, die ongeveer 12 miljard jaar oud zijn.



Figuur 5.10: De leeftijd van sterrenhopen uitgezet tegen de B-V index van het turn-off point van de hoofdreeks

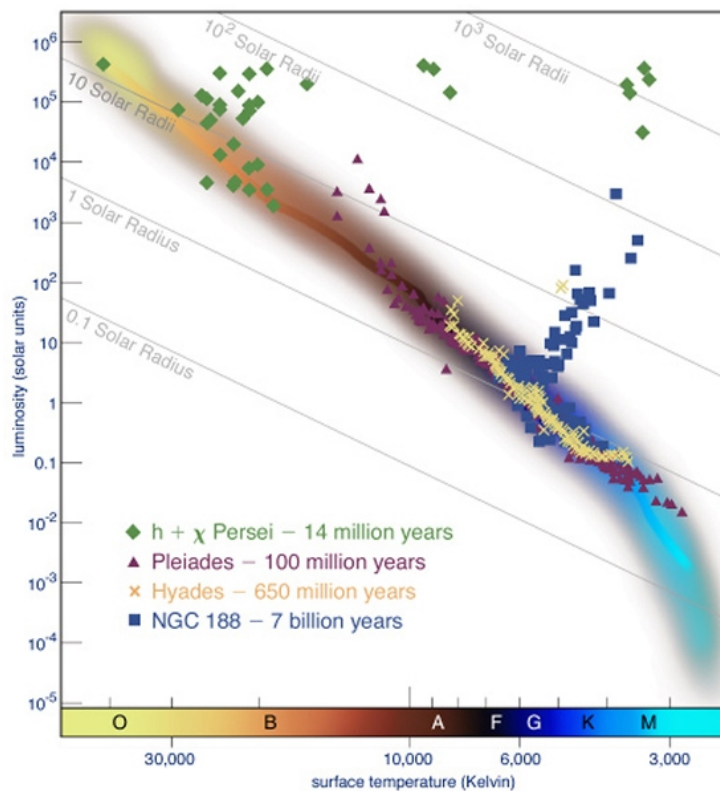


Figuur 5.11: Lichtsterkte uitgezet tegen B-V index.

Opgave 5-4: De leeftijd van een sterhoop

Gebruik figuur 5.10 om de leeftijd te bepalen van de volgende drie sterrenhopen:

- de Pleiaden (helderste hoofdreeksster: $L = 1400L_{\odot}$)
- de Hyaden (helderste hoofdreeksster: $L = 50L_{\odot}$)
- de bolhoop M13 (helderste hoofdreeksster: $L = 0.7L_{\odot}$).



Figuur 5.12: De HR-diagrammen van verschillende sterrenhopen. Duidelijk is te zien hoe de hoofdreeks korter wordt als de sterhoop ouder is.

5.5 Conclusie

In dit hoofdstuk heb je gezien dat sterren bestaan uit gas. Binnen deze sterren is een voortdurende strijd tussen de zwaartekracht en de gasdruk, die er samen voor zorgen dat de ster stabiel blijft. In het hart van de ster vindt kernfusie plaats. Hierbij smelten lichte atomen samen tot zwaardere atomen, waarbij een deel van de massa wordt omgezet in energie. Bij lichte sterren bestaat deze fusie uit de fusie van waterstof tot helium volgens de pp-keten. Bij zwaardere sterren kan dit ook gebeuren via de CNO-cyclus. Als de fusie van waterstof in de kern klaar is (alle waterstof is op) krimpt de ster verder ineen waardoor de temperatuur in de kern stijgt en er fusie kan plaatsvinden van helium naar koolstof en zuurstof. Bij nog zwaardere sterren kunnen er nog andere fusieprocessen plaatsvinden, die echter steeds korter energie opleveren doordat er steeds minder brandstof beschikbaar is.

De levensduur van sterren kun je schatten door hun massa t.o.v. de zon te vergelijken met de lichtkracht t.o.v. de zon. Het blijkt dan dat zware sterren een kortere levensduur hebben dan lichte sterren. In sterrenhopen, waar alle sterren min of meer tegelijk zijn ontstaan, kun je met behulp van het HR-diagram zien wat de zwaarste sterren zijn die zich nog op de hoofdreeks bevinden. Dit zegt iets over de leeftijd van zo'n sterhoop, omdat je met de levensduur dan kunt zien hoe oud deze sterren zijn.



Figuur 5.13: Ultra Deep field opname van de Hubble Space telescoop. Hier zien we een stukje hemel ter grootte van $\frac{1}{10}$ van de volle maan. Elke stip is een sterrenstelsel vergelijkbaar met ons eigen melkwegstelsel. We zien hier stelsels tot een afstand van zo'n 13 miljard lichtjaar. Deze opname geeft een goed beeld hoe reusachtig het heelal is.

Hoofdstuk 6

De levensloop van sterren

6.1 Inleiding

Sterren leven niet eeuwig. Ze ontstaan, leven een tijd en sterven dan.

Sterren worden geboren uit grote gaswolken die in de ruimte zweven. Hoewel die gaswolken naar aardse begrippen uiterst ijl zijn, bevatten ze door hun enorme afmeting van vele lichtjaren toch genoeg materie om daaruit honderden tot vele duizenden sterren te vormen. De massa's van die wolken verandert steeds doordat er gas uit de interstellaire ruimte bij komt of af gaat. De zwaarste wolken vangen meer massa dan ze verliezen.

Als de massa van een wolk groot genoeg wordt dan gaat hij onder invloed van zijn eigen zwaartekracht samentrekken. Bij dat samentrekken gaat de wolk fragmenteren en die fragmenten trekken dan weer samen en worden uiteindelijk sterren. Zo worden sterren geboren in sterhopen. Sterhopen vallen in de loop van de tijd uiteen in losse sterren.

Sterren stralen. Dat betekent dat ze energie verliezen. Die energie krijgen ze voornamelijk door fusie-processen die zich diep in hun centrum afspeelen. Door die fusie-processen verandert geleidelijk aan de chemische samenstelling in het gebied waar de fusie optreedt. Met achtereenvolgende fusie-processen kunnen sterren heel lang stralen, maar uiteindelijk stopt de fusie. Dan heeft de ster geen energiebron meer en komt aan haar einde.

Lichte sterren komen anders aan hun einde dan zware sterren. Lichte sterren, zoals de zon, blazen tegen het eind van hun leven de buitenlagen de ruimte in. Wat overblijft is een prachtige min-of-meer ronde nevel met in het midden de overgebleven pit van de ster. Zo'n pit is een heel compacte ster, een zogenaamde witte dwerg.

Zware sterren eindigen hun leven in een enorme supernova-explosie. Daarbij wordt bijna al het gas van de ster met zeer grote snelheid van meer dan 10.000 km/s de ruimte in geslingerd. Ook hier blijft de pit van de ster over. Maar in dit geval is de pit nog veel compacter dan een witte dwerg: het is een neutronenster of een zwart gat.

In dit hoofdstuk bespreken we hoe sterren worden gevormd uit gaswolken. Daarna behandelen we de levensloop van sterren.



Figuur 6.1: De Pelikaannevel: een zware interstellaire gaswolk op een afstand van 1900 ± 20 lichtjaar met een diameter van 130 lichtjaar en een totale gasmassa van $10^5 M_{\odot}$. Deze nevel is een gedeelte van een veel grotere wolk samen met de Noord-Amerika nevel. In dit soort zware nevels worden sterren gevormd.
Bron: A. vd Hoeven/D. Verloop in juni 2011.

6.2 Het ontstaan van sterren

interstellair gas

De ruimte tussen de sterren is gevuld met een zeer ijl gas, het zogenaamde *interstellaire gas*. Dat gas is zo ijl dat de gemiddelde dichtheid slechts 1 atoom per cm^3 is.

emissienevels

Het interstellaire gas is niet erg homogeen: er zijn ook interstellaire wolken. Die hebben dichtheden van tientallen tot honderd atomen per cm^3 en afmetingen van enkele tot tientallen lichtjaren. De temperatuur van die wolken is 10^3 à 10^4 K. De wolken met een T van ongeveer 10^4 K zenden zoveel straling uit dat we ze zien als ijle lichtende nevels aan de hemel, dit zijn *emissienevels*. Het bestaan van de koudere wolken kunnen we alleen afleiden omdat ze in het spectrum van daarachter gelegen sterren absorptie lijnen veroorzaken, dit noemen we *absorptienevels*. De interstellaire wolken in ons melkwegstelsel hebben allemaal ongeveer dezelfde chemische samenstelling (Zie tabel 6.1). Kennelijk is het interstellaire gas goed gemengd.

absorptienevels

Er zijn echter ook uitschieters, dat zijn de zogenaamde *moleculaire reuzenwolken*. Hun naam zegt het al: ze zijn enorm groot, tot 100 lichtjaar. Ze hebben dichtheden tot 10^4 à 10^6 atomen per cm^3 en bevatten 10^4 à $10^7 M_{\odot}$ aan gas. Bovendien hebben ze een heel lage temperatuur van slechts ca 10 K. Bij die dichtheden en die lage temperatuur gaan de atomen zich binden tot moleculen. Vandaar *moleculaire wolken*.

Moleculaire reuzenwolken worden bijeen gehouden door hun eigen zwaartekracht die zich verzet tegen de neiging van het gas om weg te vliegen door

Waterstof	H	70 %
Helium	He	28 %
Zuurstof	O	1%
Koolstof	C	0.4 %
Stikstof	N	0.1 %
Rest		0.5 %

Tabel 6.1: De chemische samenstelling van interstellaire wolken uitgedrukt in gewichtspercentages.

de gasdruk. Omdat het interstellaire gas steeds in beweging is en interstellaire wolken met elkaar botsen, kan de massa van een moleculaire reuzenwolk geleidelijk toenemen. Naarmate zo'n wolk zwaarder wordt neemt de interne aantrekking door de eigen zwaartekracht toe.

Als de wolk zo zwaar geworden is dat de zwaartekracht het wint van de uitwaartse kracht door de gasdruk, dan gaat de wolk samentrekken. Eerst gaat dat langzaam, op een tijdschaal van een paar miljoen jaar, maar in de loop van de tijd gaat het steeds sneller. In fig. 6.1 zie je zo'n gaswolk waarin stervorming plaatsvindt gefotografeerd door de schrijver.

Opgave 6-1: Moleculaire reuzenwolken

We bekijken een interstellaire wolk met een straal van 100 lichtjaar, met een dichtheid van 10^4 atomen/cm³.

a Hoeveel atomen bevat die wolk?

Volgens Tabel 6.1 bestaat 70% van de massa van de wolk uit H-atomen en 28% uit He-atomen.

b Laat zien dat dan ongeveer 90% van de atomen in de wolk H-atomen zijn.

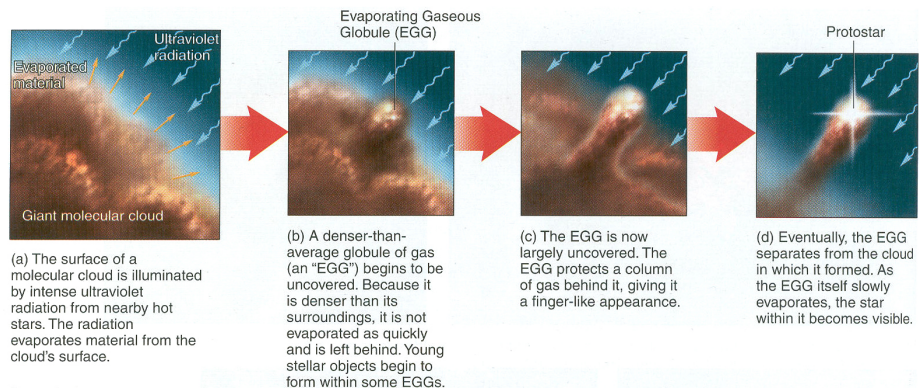
c Hoe zwaar is de wolk (ongeveer)?

d Waarom is H₂ het meest voorkomende molecuul in moleculaire reuzenwolken?

Door het samentrekken neemt de dichtheid van de wolk toe. Om een reden die we niet goed begrijpen, maar waarbij magneetvelden waarschijnlijk een rol spelen, gaat de krimpende wolk fragmenteren in kleinere sub-wolken die elk op hun beurt ook weer samentrekken. Dit fragmentatieproces gaat zover door tot de sub-wolken een massa hebben van ruwweg 0.1 à 100 M_{\odot} . Die "kleine" fragmenten trekken ook weer samen door hun eigen zwaartekracht en dat worden uiteindelijk sterren. Hoe groter het fragment des te sneller de ster tot ontbranding komt doordat de druk in de kern sneller toeneemt. In fig. 6.3 zie je hoe sterren van verschillende massa's zich door de protoster fase naar de hoofdreeks bewegen.

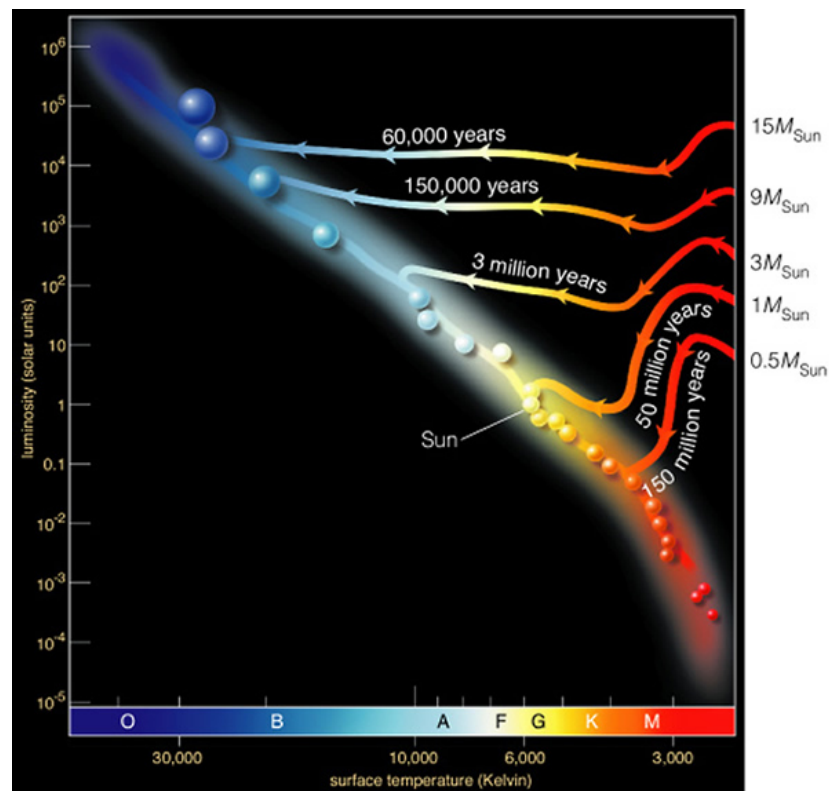
Wanneer de eerste sterren ontbranden wordt door de straling van de sterren het gas in de wolk weggeblazen. Alleen kleine wolkjes met een hogere dichtheid (sterren in vorming) zijn bestand tegen deze druk en blijven bestaan. Ook de gassen achter deze *protosterren* zijn beschermd en er ontstaan vin-

protosterren



Figuur 6.2: Ontstaan van pilaarvormige structuren

(zie fig. 6.2 en het midden van fig. 6.1). Zo ontstaat uit een grote interstellair wolk een *sterhoop*. Die kan honderden tot miljoenen sterren bevatten, die dus allemaal ongeveer even oud zijn.

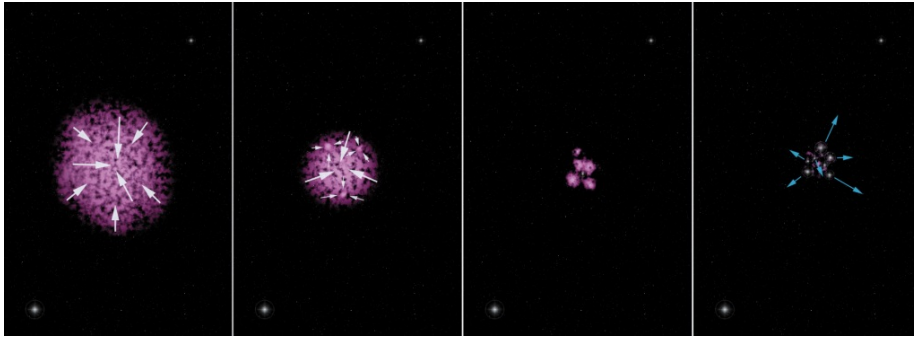


Figuur 6.3: Het verloop van het ontstaan van een protoster weergegeven in een HR diagram voor verschillende sterrenmassa's

De sterren in een sterhoop blijven niet altijd bij elkaar. Door storende invloed van zijn omgeving, bijvoorbeeld ontmoetingen met andere sterhopen of de passages van moleculaire reuzenwolken kunnen sterhopen op heel lange tijdschaal uiteenvallen. De leden van de sterhoop worden dan losse sterren, net zoals de zon. De zon is ook ooit in een sterhoop geboren, maar die is in de

loop van de tijd uiteen gevallen in losse sterren.

Sterhopen van 100 tot 1000 sterren vallen uiteen binnen tien tot honderd miljoen jaar. De zwaarste sterhopen van honderdduizenden sterren doen er meer dan 10 miljard jaar over. Het proces van de vorming van een sterhoop uit een samentrekkende wolk is geschetst in figuur 6.4.



Figuur 6.4: Schets van de vorming van sterren in een sterhoop uit een grote interstellaire wolk. De wolk trekt samen door zijn eigen zwaartekracht en fragmenteert daarbij in steeds kleinere sub-wolken. Die subwolken trekken ook samen en worden uiteindelijk sterren. Zo ontstaat uit een moleculaire reuzenwolk een sterhoop. Veel later, na miljarden jaren, valt een sterhoop langzaam uiteen en gaat over in losse sterren. Bron: Henny Lamers

6.3 De levensloop van de zon en andere lichte sterren met $M < 8 M_{\odot}$

In deze paragraaf beschrijven we de evolutie van de zon. De evolutie van alle sterren met een massa $M < 8M_{\odot}$ verloopt ongeveer op dezelfde wijze als die van de zon, alleen in een ander tempo zoals we in paragraaf 5.4.2 hebben laten zien. Immers, hoe zwaarder een ster is, des te sneller verloopt haar evolutie.

6.3.1 De hoofdreksfase

We hebben in het vorige hoofdstuk gezien dat van de verschillende fusieprocessen die van waterstof de meeste energie oplevert, en dat dus de fase waarin de ster haar energie uit H-fusie krijgt het langste duurt.

Als de ster H tot He fuseert dan is de structuur van de ster zodanig dat zij in het Hertzsprung-Russell diagram op de hoofdreks zit. Zware sterren zijn het helderst en zitten hoog op de hoofdreks, lichtere sterren zijn zwakker en zitten lager op de hoofdreks. Omdat sterren het grootste deel van hun leven bezig zijn met waterstoffusie zitten in elk HR-diagram de meeste sterren op de hoofdreks.

Gedurende de hoofdreksfase, die voor de zon ongeveer 9 miljard jaar duurt, neemt in het centrum langzaam het H-gehalte af en stijgt het He-gehalte. Daarbij veranderen de straal, de helderheid en de oppervlaktetemperatuur nauwelijks (minder dan 20%).

Daardoor blijft de ster bijna op dezelfde plaats op de hoofdreks van het HR-diagram. De zon is nu, 4.6 miljard jaar na zijn ontstaan, halverwege zijn

hoofdreeksfase. In het centrum van de zon is dus al de helft van alle H omgezet in He.

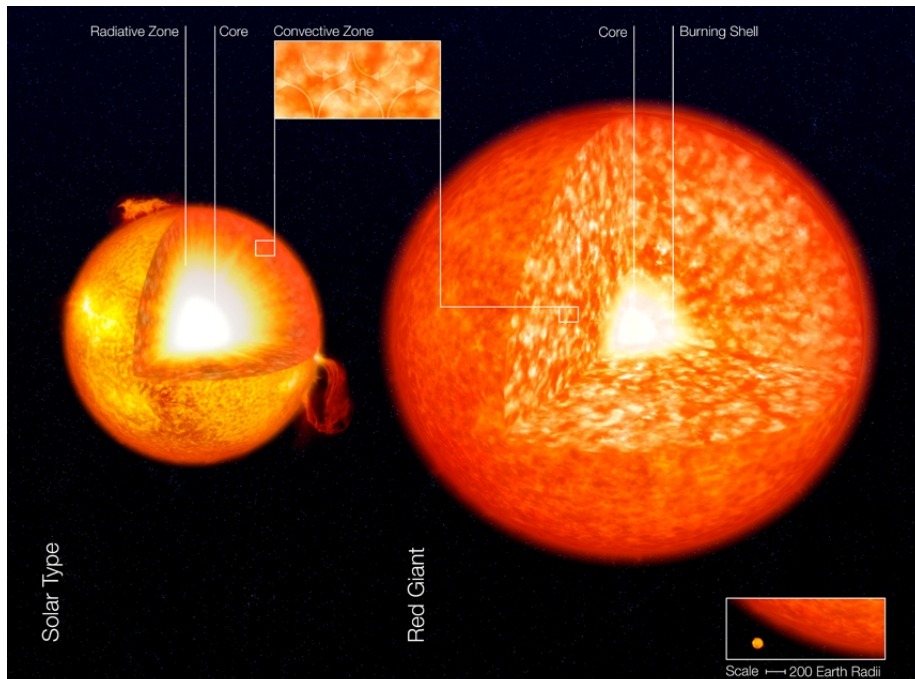
6.3.2 De rode-reusfase: het begin van het einde

Als in het centrum van de zon de waterstof op is en de fusie dreigt te stoppen, gaat de zwaartekracht het (tijdelijk) winnen, want minder fusie betekent lagere T en p , dus een kleinere kracht naar buiten. Het centrum van de ster, en de lagen er direct omheen, worden dan ineengedrukt. Als gas wordt samengedrukt loopt de temperatuur op. De lagen net buiten het centrum worden door de samendrukking zo heet dat daar H-fusie op gang komt.

De zon heeft dan dus een "pit" van He-gas, met daar omheen een laag waar $H \rightarrow He$ gefuseerd wordt en daar omheen zitten dan de lagen waar nog geen fusie heeft plaatsgevonden en die dus nog voornamelijk uit H bestaan. Het blijkt dat die lagen dan sterk convectief gaan worden. Deze heel dikke convectielaag, waarin het gas "borrelt", wordt de convectieve "mantel" van de ster genoemd.

Door dat borrelen zullen de buitenlagen van de zon zo sterk opzwellen dat de zon veel groter wordt dan nu het geval is: de straal neemt toe tot ongeveer 10 à 50 R_{\odot} en de oppervlaktetemperatuur daalt daarbij tot ca 3000 K. De zon is dan een **rode reus** geworden. Zie figuur 6.5. De rode-reusfase van de zon duurt ongeveer 10^9 jaar.

rode reus



Figuur 6.5: De structuur van een hoofdreeksster (zoals de zon) en een rode reus. De kern van de reus bestaat uit Helium, in de rand eromheen fuseert waterstof. Bron: European Southern Observatory (ESO)

In de rode-reusfase neemt de helderheid van de zon sterk toe tot ongeveer $100 L_{\odot}$. Als de zon die fase bereikt dan stijgt de temperatuur op aarde boven de 400 K zodat de oceanen gaan verdampen en de aarde haar dampkring

verliest. Dat zal het einde van het leven op aarde betekenen. Maar dat duurt gelukkig nog ruim 4 miljard jaar.

6.3.3 De latere evolutiefasen: heldere rode reuzen

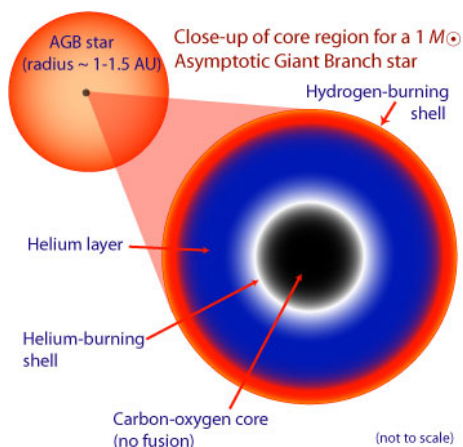
Als de H-fusie in de schil om het centrum van de zon stopt, dan dreigt er weer een energietekort en gaat de zwaartekracht het weer winnen van de gasdruk. Het centrum van de ster wordt dan nog verder in elkaar geperst, waarbij de temperatuur in het centrum verder oploopt tot boven de 10^8 K.

Bij die temperatuur gaat het voorheen gevormde He in het centrum van de ster fuseren tot C (zie Tabel 5.2). Rondom dat centrum zit dan nog een schil waar H→He fusie optreedt en daar omheen zit dan weer een zeer grote convectieve buitenlaag, de mantel.

De zon is dan nog verder opgezwollen tot een straal van 100 à 300 R_{\odot} . De temperatuur aan het oppervlak zal dan ongeveer 2500 K bedragen maar de helderheid kan stijgen tot 10^4 maal de huidige helderheid: de zon is een **heldere rode reus** geworden. In het Hertsprung-Russell diagram van figuur 4.10 zitten de heldere rode reuzen bovenin de groep “giants”. Aldebaran is zo’n ster. (Zoek die op in figuur 4.10)

We kennen veel heldere rode reuzen aan de hemel. Dat zijn dus allemaal lichte sterren waarvoor het einde nadert. Als de zon een heldere rode reus wordt dan zal de aarde verdampen en zelfs het gesteente aan het oppervlak van Mars zal smelten! Deze fase waarin de zon een heldere rode reus is duurt ongeveer 10^8 jaar.

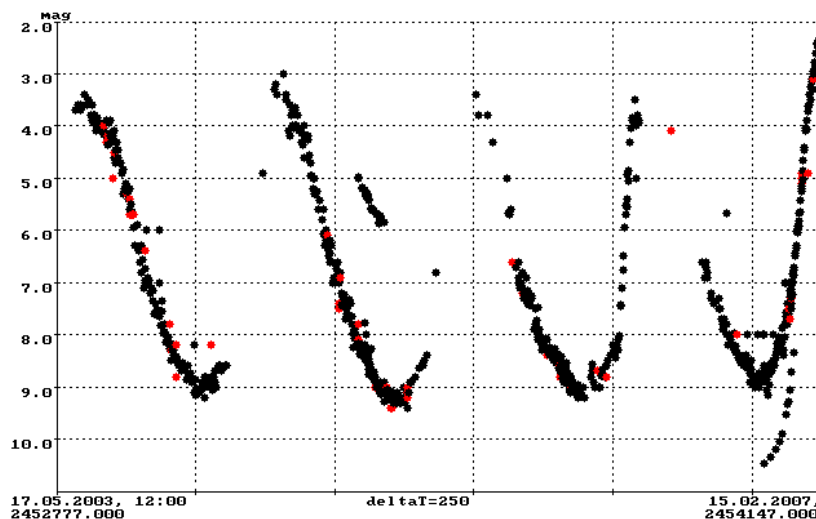
We moeten wel bedenken dat het centrum van een heldere rode reus zover ineengedrukt is, dat de “pit” van de ster, bestaande uit C en He, niet groter is dan de aarde, en slechts 10^{-12} van het volume van de hele ster omvat, maar wel ongeveer de helft van de totale massa van de ster bevat! (Zie Figuur 6.6.)



Figuur 6.6: De opbouw van een heldere rode reus. De ster is door de convectieve buitenlagen gezwollen tot een straal van 100 à 300 R_{\odot} . Diep in het centrum zit de “pit” van de ster die bestaat uit C en He dat door fusie is geproduceerd. Daaromheen zit nog een schil waar H fuseert tot He. Bron: outreach.atnf.csiro.au/education/senior/astrophysics/stellarevolution_postmain.html.

Uit waarnemingen van heldere rode reuzen blijkt dat deze sterren gaan *pulseren*: ze zwellen en krimpen op een tijdschaal van ongeveer een jaar. We weten dat omdat we de helderheid van heldere rode reuzen regelmatig zien variëren (zie Figuur 6.7). Sommige sterren doen dat met een periode van een paar maanden, terwijl de langzaamst pulserende sterren ongeveer 10 jaar

over een pulsatie cyclus doen. De oorzaak van die pulsaties is niet goed begrepen, maar men vermoedt dat het te maken heeft met de convectieve buitenlagen die regelmatig kunnen uitzetten en inkrimpen.



Figuur 6.7: De helderheidsvariaties van een heldere rode reus, Mira in het sterrenbeeld de Walvis, die het gevolg zijn van periodiek uitzetten en inkrimpen van de ster, op een tijdschaal van ongeveer een jaar. Metingen door Duitse amateurs-tronomen, www.bav-astro.de/sterne/cetmira.shtml

Door de pulsaties gebeurt er iets merkwaardigs: de ster stoot langzaam al het gas in haar convectieve mantel af. Dat gebeurt ongeveer als volgt. Omdat de ster zo ontzettend is opgezwollen, is de zwaartekracht aan het oppervlak erg laag geworden. Elke keer als de ster uitzet krijgt het gas aan de buitenkant een duw met een snelheid van een paar km/s. Als de ster een paar maanden later dan weer krimpt, valt niet al het gas terug. Door de lage zwaartekracht kan een klein gedeelte wegvliegen.

Bij iedere pulsatie verliest de ster zo ongeveer 10^{-5} à 10^{-6} zonsmassa. Na ruwweg 10^5 jaar heeft de ster dan, al pulserend, de hele convectieve mantel uitgestoten. Er blijft dan alleen de "pit" van de ster over.

Het uitgestoten gas vliegt de ruimte in. Op den duur mengt het met het naburige interstellaire gas. Als het ongeveer 0.1 lichtjaar van de ster verwijderd is zien we het uitgestoten gas als een prachtige ringnevel rondom de overgebleven pit van de ster. Een paar voorbeelden staan in Figuur 6.8. Deze nevels blijven ongeveer 10^4 à 10^5 jaar zichtbaar, daarna zijn ze zo ijl geworden dat ze niet meer opvallen. Deze heten ook wel *planetaire nevels* omdat ze vroeger werden aangezien voor planeten door hun ringvorm.

planetaire nevel

6.3.4 Witte dwergen: de overgebleven pitten van dode sterren

De overgebleven pit van de ster bestaat alleen uit He en C, want de H-mantel is uitgestoten. We noemen zo'n overgebleven kleine, zwakke ster een *witte dwerg*. De lichtkracht van een witte dwerg is $L \approx 10^{-4} L_{\odot}$. Witte dwergen



Figuur 6.8: Een opname van een ringnevel (M27) die is ontstaan doordat een ster aan het einde van zijn leven zijn buitenlagen heeft uitgestoten. De nevel heeft een diameter van ca 1 lichtjaar en dijt uit met een snelheid van ong. 30 km/s. In het midden is een zwak sterretje te zien: de overgebleven “pit” van de ster, die voornamelijk uit He en C bestaat. De helderblauwe kleur geeft aan dat dit een zeer hete witte dwerg is (ong. 80.000 K). Dit is de grootste bekende witte dwerg. De complexe vorm van de nevel is vermoedelijk het gevolg van de rotatie van de ster en van zijn magnetisch veld. Bron: A. vd Hoeven, opname gemaakt op 08-07-2010 met een 30 cm spiegeltelescoop.

hebben een massa van ongeveer 0.4 tot 0.8 M_{\odot} en een straal die vergelijkbaar is met die van de aarde $R \simeq 10^{-2} R_{\odot}$.

Opgave 6-2: De dichtheid van witte dwergen

Bereken met de bovenstaande gegevens de gemiddelde dichtheid van witte dwergen.

Dat de zwaartekracht de witte dwerg toch niet kan laten krimpen, komt door de *gedegenereerde druk*.

Om dit te begrijpen doen we wat kwantummechanica, en beschouwen een gas waarin veel elektronen zitten. Voor de meeste deeltjes, inclusief elektronen, geldt dat twee deeltjes op dezelfde plek niet dezelfde energie mogen hebben. Dit wordt het *uitsluitingsprincipe van Pauli* genoemd. Een ander belangrijk principe van de kwantummechanica, de onzekerheidsrelatie van Heisenberg, vertelt ons verder dat de plaats en energie van een deeltje niet oneindig precies bepaald zijn. Naarmate de plaats preciezer is, is de energie minder precies.

De twee principes samen hebben voor een gas met elektronen de volgende betekenis: als twee elektronen ver van elkaar zitten, mag het energieverschil tussen de elektronen heel klein zijn, maar naarmate de elektronen dichter naar elkaar toe worden gebracht moet hun energie meer verschillen. Als het ene elektron een hele lage energie heeft, moet het andere elektron een hogere energie hebben naarmate het dichterbij het eerste elektron komt. Als het die energie niet heeft, wordt het van het eerste elektron weg-gehouden. Dat is de *gedegenereerde druk*.

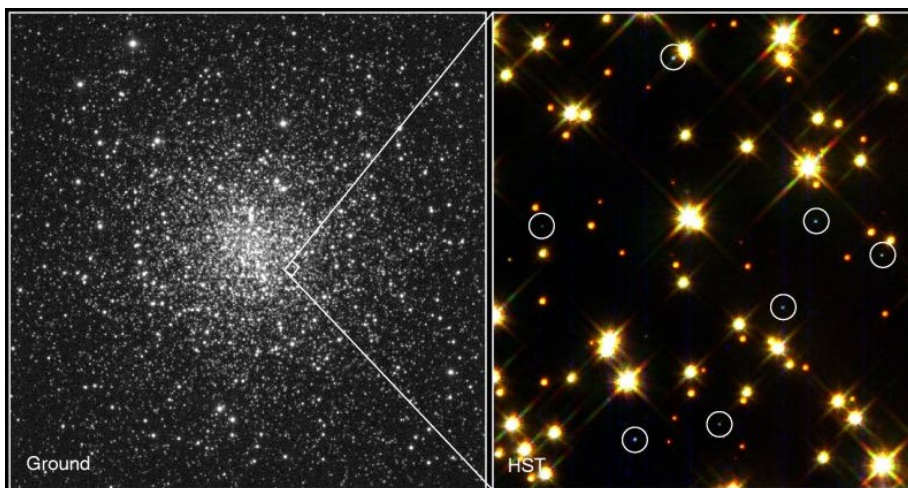
In een gewoon, ideaal gas merken we niets van de kwantummechanische beperkingen op plaats en energie. En gewone sterren bestaan geheel uit ideaal gas. Als een gas heel koud wordt of heel dicht, zoals in een afkoelende witte dwerg, worden de kwantummechanische beperkingen merkbaar, en raakt het gas *gedegenereerd*. Zo'n gas kan alleen verder worden samengeperst als

uitsluitingsprincipe van Pauli

gedegenereerde druk

er energie aan wordt toegevoegd; is die energie er niet, dan kan ook de zwaartekracht het gas niet verder samenpersen. Daardoor blijft een koelende witte dwerg even groot.

Onmiddellijk na het afwerpen van de buitenlagen is de kern van een ster nog erg heet, miljoenen graden binnenin en honderdduizenden graden aan het oppervlak. De uitgeworpen buitenlagen van de ster vertonen zich aan ons als een planetaire nevel, met de hete kern in het midden als een kleine ster. Deze ster koelt af, eerst snel en vervolgens langzaam. Daarbij wordt het gas geleidelijk gedegenerereerd en gaat de ster over in een witte dwerg. Alleen bij het oppervlak is nog wat ideaal, niet-gedegenerereerd gas, dat de atmosfeer van de witte dwerg vormt. Na een miljoen jaar heeft het oppervlak een temperatuur van honderdduizend graden, na een miljard jaar tienduizend graden, en na tien miljard jaar tweeduizend graden. Langzaam aan worden witte dwergen dan ook zo zwak dat we ze alleen nog kunnen detecteren als ze niet te ver weg staan, ruwweg binnen de 10^3 lichtjaar (zie fig. 6.9).



Figuur 6.9: Er zijn heel veel witte dwergen in het melkwegstelsel, zoals op deze foto van de Hubble Space telescoop te zien is. Alle omcirkelde sterren zijn witte dwergen. Let ook op hoe zwak ze zijn....

Voor alle sterren die oorspronkelijk een massa van tussen de $0,8$ en $8 M_{\odot}$ hadden verloopt de evolutie ongeveer hetzelfde. Zij eindigen dus allemaal als een witte dwerg. Dat zal ook het lot van de zon zijn.

Er moeten al heel veel witte dwergen zijn gevormd. Allemaal restanten van lichte sterren die al aan hun eind gekomen zijn.

6.4 De levensloop van zware sterren

De levensloop van zware sterren met $M > 8M_{\odot}$ verloopt ongeveer hetzelfde als die van lichtere sterren zoals de zon. Er zijn echter twee grote verschillen.

Ten eerste duren alle levensfasen van zware sterren veel korter, omdat zware sterren veel helderder zijn dan lichte sterren.

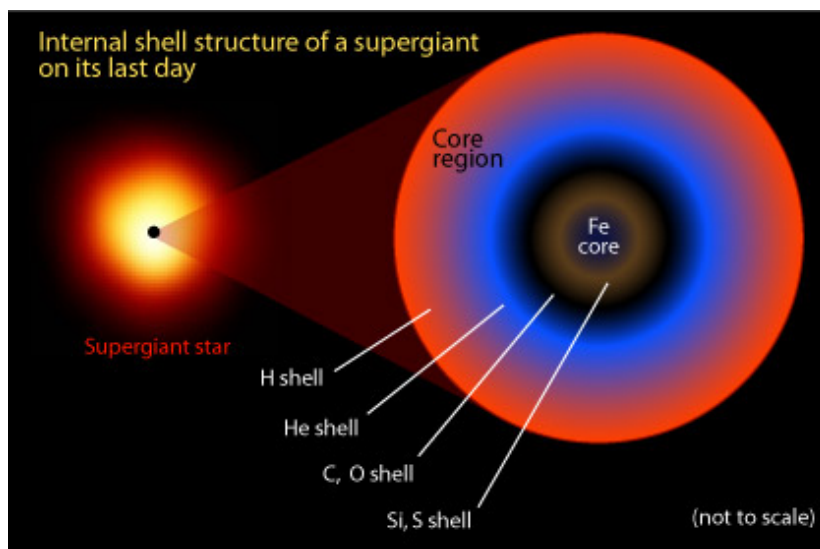
Bovendien doorlopen zware sterren *alle* fusie-fasen die genoemd zijn in Tabel 5.2. Dat komt omdat deze sterren zo zwaar zijn dat het centrum door te krimpen een steeds hogere temperatuur kan bereiken. We zagen eerder dat

lichtere sterren afhaken na de Heliumfusie omdat de temperatuur niet hoger wordt dan ongeveer $1 \cdot 10^8$ K. Bij zware sterren gaat de fusie door tot en met die van $\text{Si} \rightarrow \text{Fe}$.

We moeten wel bedenken (zie Tabel 5.2) dat voor elke opvolgende fusiefase een hogere temperatuur nodig is. Die hogere temperatuur wordt het gemakkelijkst bereikt in het centrum van de ster, waar het gas het meest is samengedrukt. Daardoor is de hoeveelheid massa die aan een volgend fusieproces deelneemt steeds kleiner dan de hoeveelheid die aan het vorige proces deelnam. Daardoor neemt de oppervlakte temperatuur steeds verder af. Er komt steeds minder energie vrij bij de reacties en de oppervlakte wordt steeds groter.

Bijvoorbeeld, er doet meer massa mee aan de fusie van $\text{H} \rightarrow \text{He}$ dan aan de fusie van $\text{He} \rightarrow \text{C}$ fusie, enz. Het gevolg is dat de chemische samenstelling van zo'n ster na de $\text{Si} \rightarrow \text{Fe}$ fusie een soort schilstructuur heeft, zoals aangegeven in Figuur 6.10.

De ster is in deze levensfase een rode superreus. In het HR-diagram (zie bijvoorbeeld Figuur 4.10) vind je deze sterren helemaal rechtsboven: het zijn de helderste koude sterren die we kennen. De ster Betelgeuze in het Sterrenbeeld Orion is zo'n heldere rode reus.



Figuur 6.10: De interne chemische structuur van een ster met een massa van meer dan $5 M_{\odot}$ na de fase van $\text{Si} \rightarrow \text{Fe}$ fusie. De ster is dan een heldere rode reus. Merk op dat alle fusie zich heeft afgespeeld in een uiterst klein volume in het centrum van de ster. Bron: outreach.atnf.csiro.au/education/senior/astrophysics/stellarevolution_postmain.html.

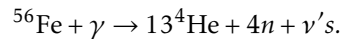
6.4.1 Het einde van zware sterren

Na de $\text{Si} \rightarrow \text{Fe}$ fusie in het centrum van de ster is het afgelopen met de fusie en gebeurt er iets dramatisch met de ster. Het centrum van de ster stort in en de buitenlagen exploderen. Dat gebeurt om de volgende reden.

Als de fusie dreigt op te houden en de temperatuur en dus ook de druk in de ster dus beginnen af te nemen, dan wint de zwaartekracht het weer van de

gasdruk en wordt het centrum van de ster weer verder in elkaar geduwd. Daarbij loopt de temperatuur in het centrum op tot boven de $5 \cdot 10^9$ K. Bij die temperatuur is de straling zo energierijk dat de fotonen voornamelijk γ -fotonen zijn.

Die γ -straling is zo intens dat het de Fe atomen kan afbreken tot He volgens de reactie



Die reactie kost energie, in plaats van dat hij energie oplevert. Het gevolg is dat het centrum van de ster afkoelt. Bovendien komen er bij deze reactie veel neutrino's vrij die het centrum bijna ongehinderd verlaten en zo bijdragen aan het energieverlies van het centrum.

Het gevolg is een plotselinge afkoeling van het centrum van de ster waardoor de gasdruk afneemt en het centrum door de zwaartekracht ineensloort. *Het centrum implodeert binnen een paar seconden!*

Terwijl het centrum van de ster ineensloort worden de buitenlagen explosief de ruimte in geslingerd met een snelheid van meer dan 10^4 km/s. Dit noemen we een *supernova*. Dit komt door twee effecten.

Als het centrum van de ster instort vallen de lagen die daar omheen zitten ook mee naar binnen waardoor de dichtheid en de temperatuur in die lagen sterk stijgen. Die lagen bevatten van binnen naar buiten nog Si, O, C en He dat nog niet gefuseerd is. Als de temperatuur en dichtheid in die lagen plotseling toenemen, dan gaan die elementen razendsnel fuseren. Daardoor zijn de lagen rondom het instortende centrum een fusie-bom geworden: door de plotselinge energie productie knallen ze naar buiten.

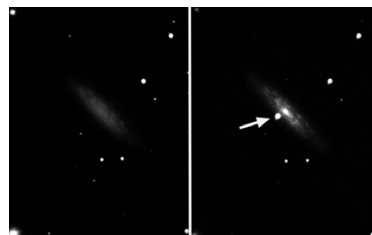
Bij die laatste reacties komen heel veel neutrino's vrij. Die helpen mee aan het uitstoten van de buitenlagen doordat een kleine fractie van de neutrino's toch wordt ingevangen door de buitenlagen van de ster.

Deze explosies aan het einde van het leven van zware sterren worden waargenomen als *supernova's*, dat zijn plotselinge oplichtende sterren die in korte tijd wel een helderheid van $10^8 L_{\odot}$ kunnen bereiken. Zelfs als zo'n ster ontploft op een afstand van 3000 lichtjaar van de aarde is hij nog altijd helderder dan de helderste planeet Venus aan de hemel!

Zij dragen daarbij hun impuls over op die lagen die daardoor nog extra versneld worden naar buiten. Het gevolg is een *explosie van de buitenlagen*. Dus terwijl het centrum implodeert, exploderen de buitenlagen. De laatste heldere supernova was met het blote oog te zien op het zuidelijk halfrond in 1987.

Op 23 februari 1987 ontplofte daar een zware ster op een afstand van 150 000 lichtjaar. Helaas was dat door de locatie aan de hemel niet te zien in Nederland.

supernova



Figuur 6.11: Een supernova waargenomen in sterrenstelsel NGC 3972 voor en na de explosie. Deze supernova werd ontdekt op 26-04-2011 en is rechts gefotografeerd op 01-05-2011 door A. vd Hoeven.

6.4.2 Neutronensterren en zwarte gaten

Verreweg het grootste deel van de massa van de ster wordt uitgestoten. Nu zou men kunnen denken dat de ster haar buitenlagen afwerpt, en een witte dwerg van ijzer nalaat. Dit gebeurt echter niet, en de reden daarvoor is door de Indiase sterrenkundige *Chandrasekhar* in de 30er jaren uitgewerkt. Een aanvankelijk zwaardere ster zal een zwaardere witte dwerg vormen.

Chandrasekhar

In een witte dwerg met een hogere massa is de zwaartekracht groter: de materie wordt daardoor dichter op elkaar geperst. Een *zwaardere* witte dwerg is *kleiner*. Als de elektronen alsmaar dichter op elkaar worden geperst, moeten ze – zoals we boven zagen – ook steeds hogere energieën hebben.

Chandrasekhar merkte op dat volgens de algemene relativiteitstheorie van Einstein energie met massa correspondeert, en rekende voor dat in zeer kleine witte dwergen deze energie/massa merkbaar aan de zwaartekracht gaat bijdragen. Daardoor wordt de witte dwerg nog kleiner, de elektronen krijgen nog meer energie/massa, de zwaartekracht wordt nog groter, enzovoort. Een te zware witte dwerg is instabiel en stort in. De berekende maximale massa van een witte dwerg is ongeveer 1,4 zonsmassa. Als de witte dwerg lichter is, kan gedegenererde druk de zwaartekracht tegenhouden; is ze zwaarder, dan volgt onvermijdelijk instorting.

Tijdens de instorting gaan de energierijke elektronen met de protonen uit de ijzeratomen in neutronen over volgens $p^+ + e^- \rightarrow n$, waarna de materie vrijwel geheel uit neutronen bestaat. Bij voldoende hoge dichtheid wordt dit neutronengas gedegenererd, en houdt verdere instorting tegen. Er ontstaat een *neutronenster*. In een witte dwerg zijn het gedegenererde elektronen die de zwaartekracht compenseren, in een neutronenster gedegenererde neutronen.

neutronenster

Neutronen hebben geen elektrische lading en dus ook geen elektrische afstotende kracht. Daarom kunnen ze zeer veel dichter op elkaar gepakt worden dan atomen en elektronen. De overblijvende pit van de ster is dan ook een **neutronenster** geworden die bestaat uit neutronen-gas.

Neutronensterren zijn dus de overblijfselen van sterren die begonnen met een massa van $8M_{\odot} < M_{*} < 30M_{\odot}$.

Opgave 6-3: De dichtheid van een neutronenster

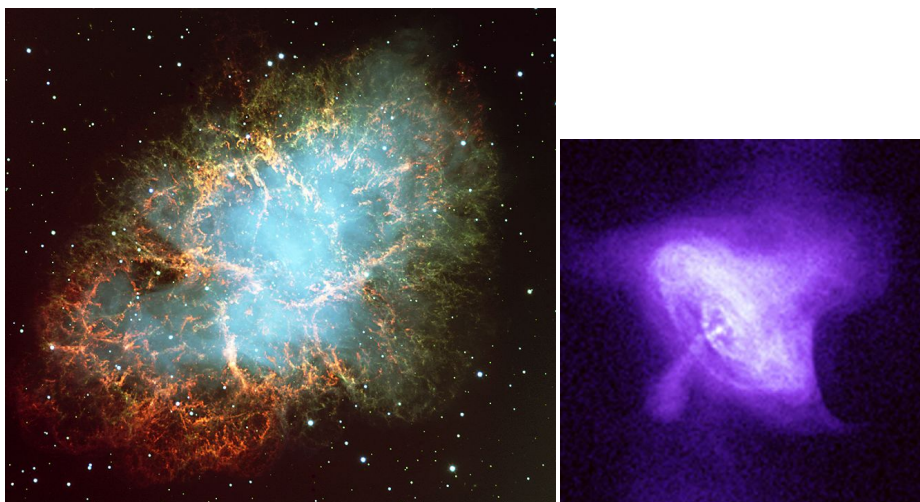
Bereken de gemiddelde dichtheid van een neutronenster als die een massa heeft van $1,5 M_{\odot}$ en een straal van 11 km.

Bereken de grootte (straal) van de aarde als die de dichtheid van een neutronenster zou hebben.

Hoeveel weegt 'een theelepeltje neutronenster'?

6.5 Waarnemingen: een nieuwe ster in het oude China en de Krabnevel

Op 4 juli 1054 verscheen er een nieuwe ster aan de hemel die zo helder was dat ze overdag duidelijk zichtbaar bleef. De sterrenkundigen in dienst van de keizer van China rapporteerden dat de ster ten zuidoosten stond van ζ Tauri, langzaam minder helder werd, en op 16 april 1056 voor het laatst werd gezien.



Figuur 6.12: De rest van de supernova van 1054. Het blauwe licht in de optische foto links is afkomstig van hoog-energetische elektronen in een zwak magneetveld (synchrotronstraling), het rode licht van recombinerend waterstof (protonen die elektronen vangen). Van twee sterren in het centrum van de nevel is de ster rechtsonder de neutronenster. In het röntgenplaatje (rechts) zien we vanuit de neutronenster in het midden lopende spiralen, en loodrecht daarop twee straalströmen. De doorsnee van de binnenste ring is ongeveer een lichtjaar.

Ook in Japan, Armenië, Turkije, België, Ierland en Italië werd de nieuwe ster gezien.

De Krabnevel is de eerste nevel in de lijst van de 18e-eeuwse Franse komeetzoeker Messier: M1. De Leidse sterrenkundige Jan Oort en China-deskundige Julius Duijvendak namen in 1942 de Chinese kronieken nog eens nauwkeurig door en bevestigden het in 1921 door de Zweed Knut Lundmark geuite vermoeden dat de Krabnevel het overblijfsel is van een in 1054 als supernova ontplofte ster (ook al staat de nevel ten noordwesten van ζ Tauri... blijkbaar heeft de Chinese kroniekschrijver zich verschreven). Op recente foto's is de Krabnevel groter dan op oude. Een constante uitdijingsnelheid geeft dan een leeftijd van zo'n duizend jaar. Dat is een extra aanwijzing dat de Krabnevel met de ster van 1054 samenhangt.

De Krabnevel is een heldere bron van radiostraling, Taurus A, de helderste bron in het sterrenbeeld de Stier. De Rus Josip Shklovskii begreep dat de radiostraling afkomstig is van hoog-energetische elektronen die in een magneetveld in de Krabnevel spiraliseren. Zulke straling wordt synchrotronstraling genoemd. Ook het blauwige licht uit het midden van de Krabnevel is synchrotronstraling, evenals de röntgenstraling van de nevel.

Met dit model kunnen we uitrekenen hoeveel energie de Krabnevel bevat, en met een energieverlies van $4 \cdot 10^{31}$ Watt (zoveel als honderdduizend zonnen!), volgt dat ze in enkele maanden door haar energie heen zou zijn. Dat betekent dat er voortdurend energie moet worden toegevoegd om de synchrotronstraling in stand te houden. Een blauw sterretje in het midden van de nevel werd als mogelijke energiebron aangewezen, maar hoe? Dat was onbekend.

Opgave 6-4: Krabnevel-raadsels

In de bovenstaande paragraaf staat: “Met dit model kunnen we uitrekenen hoeveel energie de Krabnevel bevat, en met een energieverlies van $4 \cdot 10^{31}$ Watt (zoveel als honderdduizend zonnen!), volgt dat ze in enkele maanden door haar energie heen zou zijn.”

- a Hoe groot is de energie-inhoud van de Krabnevel volgens deze gegevens?

In 1967 ontdekten de Britten Jocelyn Bell en Anthony Hewish de eerste pulsar: een bron aan de hemel die elke 1,3 seconde een puls radiostraling uitzendt. Kort daarna werd ook in de Krabnevel een pulsar gevonden die elke 0,033 s een puls uitzendt. De zeer stabiele periode wijst op een rotatie: de Krabpulsar draait elke 0,033 s om de as.

- b Als we eisen dat het steroppervlak langzamer beweegt dan de lichtsnelheid, hoe groot kan de ster dan maximaal zijn?

De enige zo kleine ster is een neutronenster. De Krabpulsar is een neutronenster!

Net voor de ontdekking van de eerste pulsars had de Italiaan Franco Pacini beargumenteerd dat een ijzerkern van een zware ster wellicht een magneetveld heeft, en dat dit magneetveld met de instorting mee-krimpt en versterkt wordt. Een neutronenster zou dus een enorm sterk magneetveld hebben.

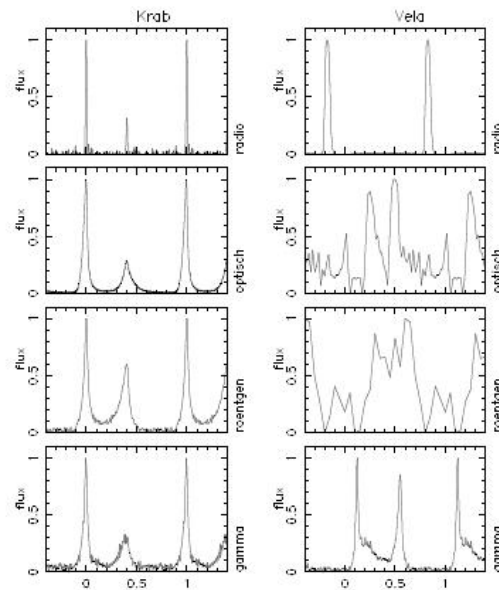
Een snel roterende magneet verliest echter energie in de vorm van elektromagnetische straling, en gaat daardoor langzamer roteren. Pacini's model voorspelde dus dat de Krabpulsar langzamer zou gaan roteren – en na enige tijd werd dit ook daadwerkelijk gemeten: elk jaar wordt de rotatie-periode van de Krabpulsar 13,3 microseconde langer.

Het product van de periode en de periode-verandering geeft de sterkte van het magneetveld. Het magneetveld van de Krabpulsar is $3,7 \cdot 10^8$ Tesla, meer dan een miljoen maal het sterkste op aarde door natuurkundigen gemaakte magneetveld.

Een meer precieze berekening laat zien dat de geboorte van de Krabpulsar in 1054 betekent dat de pulsar toen elke 0,016 seconde om de eigen as draaide.

De Krabpulsar vertoont niet alleen pulsen in het röntgen, maar ook in het zichtbare licht en in andere gebieden van het elektromagnetisch spectrum. De electromagnetische straling die de Krabpulsar voornamelijk uitzendt, heeft een golflengte van tienduizend kilometer – veel langer nog dan radiostraling – en wordt door het gas in de Krabnevel geabsorbeerd.

De Krabnevel en Krabpulsar vormen het directe bewijs dat de vorming van een neutronenster gepaard gaat met een supernova; ze laten zien dat het model van een neutronenster met sterk magneetveld een juiste schatting geeft van de leeftijd en een goede verklaring voor de energie-voorziening aan de nevel om de neutronenster heen.



Figuur 6.13: Pulsen van de Krab (links) en Vela (rechts) pulsars in radio, zichtbaar licht, röntgen- en gammastraling. Terwijl de pulsen bij verschillende energieën voor de Krab-pulsar gelijktijdig zijn, is dat voor de Vela-pulsar niet het geval. (Door de lage helderheid zijn de optische en röntgendata van Vela vol ruis.) De beste analyse van röntgen- en gammastraling is die van Lucien Kuiper en Wim Hermsen (SRON Utrecht).

6.6 Zwarte gaten

Als de ster oorspronkelijk een massa had van meer dan $30 M_{\odot}$ dan is de pit van de ster die overblijft na de supernova-explosie zwaarder dan ongeveer $3 M_{\odot}$. Die pit is dan zo compact dat het zelfs geen neutronengas kan zijn. Wat het dan wel is weet niemand, omdat we niet weten hoe materie zich gedraagt bij dichtheden die nog groter zijn dan die van een neutronen ster.

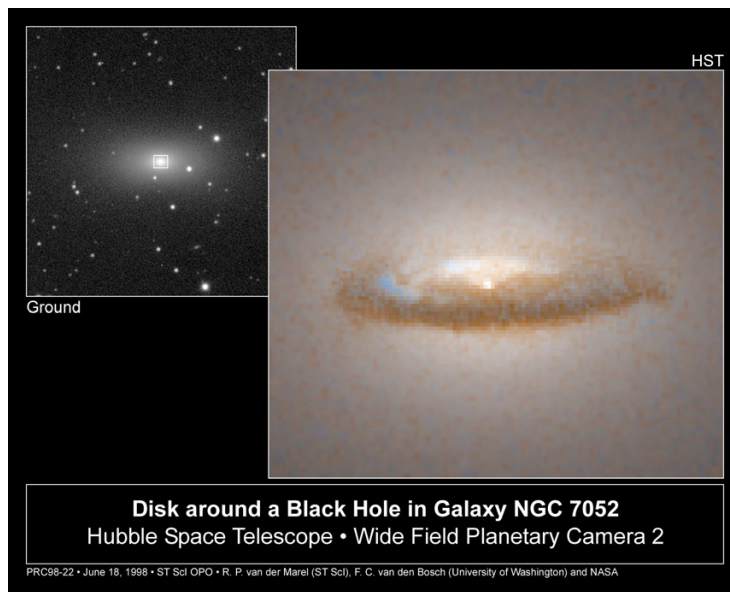
We weten wel dat de straal van die pit dan kleiner moet zijn dan ongeveer 3 km. Om weg te komen van een pit die zo zwaar is en zo klein zou je een ontsnappingsnelheid moeten hebben die groter is dan de lichtsnelheid! Omdat niets een snelheid groter dan de lichtsnelheid kan hebben kan er dus niets ontsnappen van zo'n sterretje, zelfs licht niet. Hoe is dat mogelijk? Omdat er geen licht ontsnapt noemen we zo'n pit een zwart gat.

zwart gat

6.6.1 Wat is ontsnappen aan de gravitatiekracht?

Bij de lancering van een ruimtecapsule geeft de stuwkracht de capsule een snelheid mee. Bij voldoende grote snelheid kan de capsule bijvoorbeeld naar de maan. Maar daarmee is de capsule nog niet ontsnapt aan de gravitatie van de aarde. De maan draait immers rondjes om de aarde waarbij de gravitatiekracht van de aarde dienst doet als middelpuntzoekende kracht.

Stel je nu voor dat de ruimtecapsule zo ver weg gaat, dat de gravitatie van de aarde (vrijwel) nul is. En dat er geen andere objecten zijn (zoals de maan, de zon, andere sterren) die elk ook weer een gravitatieveld hebben. Welke snelheid moet de capsule bij de lancering dan meekrijgen? Die snelheid heet de *ontsnappingsnelheid* van de aarde en is 11,2 km/s. De zon heeft een sterker gravitatieveld dan de aarde en de ontsnappingsnelheid van de zon is dus groter (618 km/s), terwijl die van de maan juist kleiner is (2,4 km/s).



Figuur 6.14: Stofring rond een zwart gat in sterrenstelsel NGC7052, waargenomen door de Hubble telescoop.

Hoe sterker de aantrekkingskracht, hoe groter de snelheid die je minstens moet hebben om aan die kracht te kunnen ontsnappen. Een zwart gat, waar niets uit wegkan, moet dus wel een heel grote ontsnappingsnelheid hebben. Maar hoe groot is groot genoeg? En hoe krijg je dat voor elkaar?

Gravitatiekracht en gravitatie-energie

Isaac Newton benoemde in de 17e eeuw voor het eerst de gravitatiekracht en zei dat massa een kracht op afstand uitoefent die evenredig is met de grootte van de massa en (“de omgekeerde kwadraat wet”) afneemt met het kwadraat van de afstand r . Dus als je 10 keer verder weg gaat dan is die kracht $10^2 = 100$ keer zwakker. De grootte van die kracht F wordt bepaald door een constante, de gravitatieconstante van Newton, meestal G genoemd, die de koppeling tussen materie en gravitatiekracht vastlegt. Een massa m die op een bol materie (ster, aarde) ligt met massa M en straal R ligt, wordt aangetrokken met een kracht (alsof alle massa binnen R in één punt in het centrum gedacht kan worden)

$$F = \frac{GMm}{R^2} \quad (6.1)$$

Doordat de gravitatiekracht een aantrekkende kracht is, zitten wij aan de aarde gebonden. Anders gezegd: het “kost energie” (je moet arbeid leveren) om tegen de gravitatiekracht in omhoog te bewegen, zoals iedere fietser van berg-etappes merkt. Heuvelafwaarts komt de potentiële energie weer vrij in de vorm van toenemende kinetische energie, dus een toenemende snelheid.

Deze energie heet energie van plaats of potentiële energie (of gravitatie-energie), omdat hij afhankelijk is van de *plaats* in het gravitatieveld. De for-

mule voor gravitatie-energie ken je al:

$$E_{gr} = F_{gr}h = mgh \quad (6.2)$$

Maar let op: dit geldt *alleen* zolang de versnelling g over de afstand h niet verandert.

De versnelling van de gravitatiekracht g vind je door in de ene wet van Newton de andere in te vullen: $F = mg$ met de gravitatiekracht van Newton volgens vergelijking 6.1. Dan valt de massa m weg en is de versnelling van de gravitatiekracht g (op aarde bijvoorbeeld, met M massa aarde en R straal aarde)

$$g = \frac{GM}{R^2} \quad (6.3)$$

Hoger boven de aarde (grotere r) is de gravitatiekracht kleiner, je kunt dus niet eenvoudig de potentiële energie uitrekenen door kracht maal afstand te nemen.

Het blijkt dat de gravitatie-energie E_{gr} van een massa m het volgende oplevert: op een afstand gegeven door straal R van een bol met massa M is

$$E_{gr} = -\frac{GMm}{R} \quad (6.4)$$

Deze energie is negatief en neemt toe (wordt minder negatief) bij toenemende R .

Op hele grote afstand r is de gravitatie-energie nul (omdat $1/r \rightarrow 0$ voor $r \rightarrow \infty$) Dan is de massa vrij, ongebonden, buiten de invloed van de gravitatiekracht.

Voor de potentiële energie, dus in het bijzonder voor gravitatie-energie, doet eigenlijk alleen het verschil in die energie tussen twee plekken ertoe. Je kunt dus kiezen waar je $E_{gr} = 0$ wil hebben, door een constante op te tellen bij de potentiële energie. Die valt in het verschil immers toch weg. We kiezen die constante meestal zo, dat de potentiële energie op grote afstand ($r \rightarrow \infty$) nul is.

Extra: berekenen van de potentiële energie op afstand R

Om de potentiële energie te berekenen moet je de kracht over de afstand *integreren* (over afstanden dr in kleine beetje optellen).

Energie is kracht maal afstand. Tussen r en $r + dr$ is de kracht $-GMm/r^2$ en de afstand dr (de kracht is negatief omdat die naar het middelpunt toe is gericht en dr van het middelpunt vandaan is gericht).

Dit integreren we tussen $r = R$ en $r = \infty$; gebruik dat $\int 1/r^2 dr = -1/r$.

Dan is

$$E_{gr}(R) = \int_R^\infty \frac{-GMm}{r^2} dr = \frac{GMm}{r} \Big|_R^\infty = 0 - \frac{GMm}{R} \quad (6.5)$$

Waarom zijn er sterren? We kunnen nu begrijpen waarom er sterren zijn. Sterren ontstaan doordat zwaartekracht altijd aantrekkend is. Dat geldt niet voor de andere drie natuurkrachten. Een ijle gaswolk zal zonder tegenkrachten op den duur samentrekken. Daarbij komt energie vrij (gravitatie-energie). Sterren bestaan omdat de eindtoestand (afzonderlijke sterren in een lege ruimte) een kleinere energie heeft dan de begintoestand (ijle, uitgestrekte gaswolk).

De ontsnappingsnelheid

Een voetbal is gravitationeel gebonden aan de aarde. Geef je de bal een schop recht omhoog (beginsnelheid v) dan neemt de hoogte toe en de snelheid af. Hoe hard moet je schoppen om uit het gravitatiekrachtsveld van de aarde te ontsnappen en de snelheid net tot nul afgenomen is? Beter gezegd: hoe groot moet de beginsnelheid van de voetbal dan minstens zijn?

Deze snelheid heet de ontsnappingsnelheid v_{ontsnap} . Het is de snelheid die de ruimtecapsule bij zijn lancering minimaal moet hebben om uiteindelijk helemaal uit het gravitatiekrachtsveld van de aarde te ontsnappen. Voor een ruimteveer dat naar een baan om de aarde gaat (bijvoorbeeld naar het International Space Station) geldt een lagere snelheid.

Ontsnappen betekent dat de totale energie tenminste nul moet zijn. We hebben immers de gravitatie-energie zo gekozen dat die op oneindige afstand van de aarde nul is, en dichtbij negatief. De totale energie van de satelliet (of wat het ook is dat ontsnapt), kinetische plus potentiële, is dus minstens gelijk aan nul.

Je krijgt de grootte van v_{ontsnap} door de som van de kinetische energie en de gravitatie-energie (6.4) gelijk aan nul te stellen, dus:

$$\frac{1}{2}mv_{\text{ontsnap}}^2 - \frac{GMm}{R} = 0 \quad (6.6)$$

Het blijkt dus dat je de ontsnappingsnelheid kunt berekenen met de volgende formule:

$$v_{\text{ontsnap}} = \sqrt{\frac{2GM}{R}} \quad (6.7)$$

Opgave 6-5: Ontsnappen aan een neutronenster

Bereken de ontsnappingsnelheid voor een compacte ster met een massa van 1 zonsmassa en een straal van 10 km (dat is ongeveer de straal van een neutronenster).

6.6.2 De ontsnappingsnelheid van een zwart gat

Een van de *aannames* waarop Einstein zijn Speciale Relativiteitstheorie baseerde is het volgende: **de lichtsnelheid is constant**. Het maakt niet uit hoe snel de bron van het licht beweegt ten opzichte van de waarnemer, in vacuüm beweegt het licht met een snelheid die altijd gelijk is aan $c = 2,99792458 \cdot 10^8$ m/s.

Een van de *conclusies* van de Speciale Relativiteitstheorie is: **niets gaat sneller dan de lichtsnelheid c** . Dit geldt voor alle soorten deeltjes en straling, en is een gevolg van het feit dat de klassieke formule voor de kinetische energie, $E_k = \frac{1}{2}mv^2$, voor heel hoge snelheden niet klopt: de energie neemt veel sneller toe met toenemende snelheid, en om een massa m een snelheid c te geven is zelfs *oneindig* veel energie nodig.

Stel nu eens dat een ster zo compact is dat de ontsnappingsnelheid (iets) groter is dan de lichtsnelheid. Dan kan niets ontsnappen, omdat niets die snelheid kan halen. De ontsnappingsnelheid hangt af van de massa en straal van de ster volgens vergelijking 6.7:

$$v_{\text{ontsnap}}^2 = \frac{2GM}{R}. \quad (6.8)$$

Een ster met een massa M heeft dus een ontsnappingsnelheid groter dan c als voor de straal R geldt dat die kleiner is dan

$$R_s = \frac{2GM}{c^2} \quad \text{de Schwarzschildstraal} \quad (6.9)$$

Deze straal heet de gravitatiestraal, of ook (naar de ontdekker) de Schwarzschildstraal. Omdat je binnen die straal niets meer kunt waarnemen, heet die grens ook waarnemingshorizon.

Een zwart gat is dus een object met een massa M en een straal R die kleiner is dan de bij die massa behorende Schwarzschildstraal.

De Schwarzschildstraal voor een zonsmassa (invullen van de waarden) levert 3 km op. Persen we de zon (met een straal van $7 \cdot 10^5$ km) samen tot een bolletje met een straal van 3 km, dan hebben we een zwart gat met de massa van die van de zon.

De Schwarzschildstraal is evenredig met de massa. Voor heel kleine massa (bijvoorbeeld een zandkorrel) is R_s heel klein, en voor superzware zwarte gaten van een miljard zonsmassa's, is de Schwarzschildstraal 3 miljard km. (De afstand aarde-zon heet een Astronomische Eenheid AE en is 150 miljoen km, De Schwarzschildstraal van een superzwaar zwart gat is dus 20 AE.)

6.7 De cyclus is rond

6.7.1 Kosmische recycling

Het gas dat in supernova-explosies wordt uitgestoten met een snelheid van meer dan 10^4 km/s verdwijnt de ruimte in. Het blijft nog duizenden jaren zichtbaar als een expanderende nevel. Na tienduizenden jaren wordt het zo ijl en is de straling zo verzwakt dat de nevel zich oplost in het zeer ijle gas dat de ruimte tussen de sterren vult.

Hetzelfde gebeurt met het gas dat als ringnevels de ruimte ingeblazen wordt aan het einde van het leven van lichte sterren, zoals de zon. Al dat uitgestoten gas mengt zich met het aanwezige interstellaire gas.

Dus een groot deel van het interstellaire gas van de moleculaire reuzenwolken waaruit de sterren werden gevormd komt weer terug in het interstellaire gas. Maar er is wel iets veranderd!

Het gas dat wordt uitgestoten door sterren aan het einde van hun leven heeft niet meer dezelfde samenstelling als het interstellair gas waaruit de sterren zijn ontstaan. Het komt immers uit sterren waarin kernfusie is opgetreden, en het is dus verrijkt met de fusieproducten zoals He, C, O, Si enz. Als de uitgestoten gassen zich mengen met het al aanwezige gas, wordt het interstellair gas verrijkt met die fusieproducten.

Op deze manier moet er 4,6 miljard jaar geleden een moleculaire reuzenwolk zijn geweest die zo zwaar was dat hij ging samentrekken en sterren vormde. Een van die sterren was de zon. Uit het gas dat niet op de zon terecht kwam maar er omheen draaide vormden zich de planeten. Een daarvan is de aarde waarop wij wonen.

Omdat de wolk voor een groot deel bestond uit gas dat afkomstig was van stervende sterren bevatte hij elementen als koolstof, zuurstof, kalk, silicium, ijzer enz. Dat is de reden dat nu op aarde (en natuurlijk ook op de zon) al die elementen aanwezig zijn die nodig zijn voor het leven.

Elk zuurstofatoom dat we inademen, elk kalkatoom in onze botten, elk ijzeratoom in onze rode bloedlichaampjes, elk siliciumatoom van de zandkorrels op het strand, ze zijn allemaal ooit eens gemaakt door kernfusie in het inwendige van sterren. Wij zijn gemaakt van sterrenstof!



Figuur 6.15: Opname van interstellair stof en een nevel (IC 1396, ook wel the Elephant Trunk Nebula) op de golflengtes van waterstof, zuurstof en zwavel. Dit zijn de bronnen van alle materie zoals wij die kennen! Bron: A. vd Hoeven/D. Verloop - 06-06-2011

Index

- absolute magnitude, 63
- absorptienevels, 100
- aphelium, 41
- Aquinas, 33
- Aristarchus, 33
- Aristoteles, 27
- Astronomische Eenheid, 29

- B-V index, 66
- bolvormige sterrenhopen, 75
- Brahe, 39

- Cavendish, 51
- cepheïden, 76
- Chandrasekhar, 111
- CNO-cyclus, 89
- Compton-effect, 85
- Copernicus, 33
- corona, 18
- correspondentieprincipe, 60

- deferent, 32
- Derde wet van Kepler, 53
- dierenriem, 11
- dwergplaneet, 20

- eclipsseizoenen, 15
- ecliptica, 11, 20
- ellips, 39
- emissienevels, 100
- empirisch model, 43
- epicykel, 32
- equinox, 12
- equivalentie principe, 56
- Erasthenes, 36

- feit, 25
- Fraunhoferlijnen, 67

- Galileo, 45
- gedeeltelijke maansverduistering, 16
- gedeeltelijke zonsverduistering, 18
- gedegenereerde druk, 107
- gehele zonsverduistering, 17
- geocentrisch wereldbeeld, 27
- granulen, 87

- heliocentrisch wereldbeeld, 33
- hemelequator, 11
- Hipparchus, 62
- hoofdreeks, 72
- HR-diagram, 71
- Hubble, 77
- hydrostatisch evenwicht, 83
- hypothese, 25

- interstellair gas, 100

- Kepler, 39
- kreeftskeerkring, 12

- Leavitt, 76
- lichtjaar, 29
- lichtkracht, 61
- lichtkrachtklasse, 73
- lichtvervuiling, 6
- Lipperhey, 46
- logisch positivisme, 24

- maanfasen, 13
- maansverduistering, 14
- massadefect, 88
- melkweg, 7

- neutronenster, 111

- Ockham's scheermes, 26
- open sterrenhopen, 75

- parallax, 28
- parsec, 29
- penumbra, 15

penumbrale maansverduistering, 16
perihelium, 41
planetaire nevel, 106
poolster, 10
pp-keten, 89
precessie, 58
protosterren, 101
Ptolemeus, 32
Pythagoras, 27

retrograde beweging, 20
ringvormige zonsverduistering, 18
rode reus, 104

Saros-cyclus, 19
schijnbare helderheid, 61
schijnbare magnitude, 62
seizoenen, 12
sfeer, 32
spectraalklassen, 67
spectroscopische parallax, 74
steenbokskeerkring, 12
stralingstransport, 84
supernova, 110

theorie, 25
thermisch evenwicht, 84
totale eclipszone, 17
totale maansverduistering, 16
turn-off point, 96

uitsluitingsprincipe van Pauli, 107
umbra, 14
Universele Gravitatiewet, 50

wetenschappelijke methode, 25
Wien, 64
winterzonnnewende, 12

zomerzonnnewende, 12
zonsverduistering, 17
zwaartekrachtsgolven, 59
zwaartekrachtslenzen, 58
zwart gat, 114

Appendix A

Formulebladen

constante	symbool	waarde
gravitatieconstante van Newton	G	$6,67 \cdot 10^{-11} \text{ N m}^2 \text{ kg}^{-2}$
constante van Stefan-Boltzmann	σ	$5,67 \cdot 10^{-8} \text{ J s}^{-1} \text{ m}^{-2} \text{ K}^{-4}$
constante van Wien	k_W	$2,8978 \cdot 10^{-3} \text{ m K}$
lichtsnelheid	c	$2,998 \cdot 10^8 \text{ m s}^{-1}$
protonmassa	m_p	$1,67 \cdot 10^{-27} \text{ kg}$
elektronmassa	m_e	$9,10939 \cdot 10^{-31} \text{ kg}$
atomaire massa eenheid	amu	$1,66 \cdot 10^{-27} \text{ kg}$
zonsmassa	M_\odot	$1,99 \cdot 10^{30} \text{ kg}$
zonsstraal	R_\odot	$6,96 \cdot 10^8 \text{ m}$
lichtkracht van de zon	L_\odot	$3,85 \cdot 10^{26} \text{ J s}^{-1}$
effectieve temperatuur van de zon	$T_{\text{eff},\odot}$	5780 K
astronomische eenheid	AU	$1,49 \cdot 10^{11} \text{ m}$
parsec	pc	$3,086 \cdot 10^{16} \text{ m}$

Tabel A.1: Veel gebruikte constanten, grootheden en eenheden in de sterrenkunde.

naam	formule	verwijzing
Parallax	$d(\text{pc}) \stackrel{\text{def}}{=} \frac{1}{p(\prime)}$	2.1
Middelpuntzoekende kracht	$F_{\text{mpz}} = \frac{m \cdot v^2}{r}$	3.3
Gravitatiekracht	$F = \frac{GMm}{R^2}$	3.4
Derde wet van Kepler	$\frac{a^3}{T^2} = G \frac{m_{\text{zon}}}{4\pi^2}$	3.8
Fotonenergie	$E_f = hf = \frac{hc}{\lambda}$	3.11
Afstandsvergelijking	$m - M = 5 \cdot \log(d) - 5$	4.2
Wet van Wien	$\lambda_{\text{max}}(\text{in nm}) = \frac{2,898 \cdot 10^6}{T(\text{in K})}$	4.3
Effectieve temperatuur	$F_b = \sigma T_{\text{eff}}^4$	4.5
Lichtkracht	$L = 4\pi R^2 F_b$	4.6
Wet van Hubble	$v = H_0 d$	4.7
Einstein	$E = mc^2$	5.1
Massa-lichtkrachtrelatie (gemeten)	$\frac{L}{L_\odot} = \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{3,8}$	Figuur 5.8
Ontsnappingsnelheid	$v_{\text{ontsnap}}^2 = \frac{2GM}{R}$	6.8
De Schwarzschildstraal	$R_s = \frac{2GM}{c^2}$	6.9

Tabel A.2: Belangrijke formules in deze module.

Formuleblad

$d = \frac{1}{p}$ <p>d = afstand in pc p = parallax in "</p>	$F_g = \frac{GMm}{r^2}$ <p>F_g = gravitatiekracht (N) G = 6,6726 x 10⁻¹¹ M = massa 1 (kg) m = massa 2 (kg) r = afstand tussen massa's (m)</p>
$F_{mpz} = \frac{mv^2}{r}$ <p>F_{mpz} = middelpuntzoekende kracht (N) m = massa (kg) v = snelheid (m/s) r = straal (m)</p>	$\frac{a^3}{T^2} = G \frac{m}{4\pi^2}$ <p>a = afstand tot massa T = omlooptijd (s) G = 6,6726 x 10⁻¹¹ m = massa (kg)</p>
$\frac{a^3}{T^2} = 1$ <p>a = afstand tot massa (AU) T = omlooptijd (jaren)</p>	$m - M = 5 \log(d) - 5$ <p>m = schijnbare magnitude M = absolute magnitude d = afstand (pc)</p>
$\lambda_{max} = \frac{2,898 \cdot 10^6}{T}$ <p>λ_{max} = golflengte (nm) T = temperatuur (K)</p>	$F_b = \sigma T^4$ <p>F_b = oppervlakteflux (W/m²) σ = 5,67051 x 10⁻⁸ T = temperatuur (K)</p>
$L = 4\pi R^2 F_b$ <p>L = lichtkracht (W) R = straal ster (m) F_b = oppervlakteflux (W/m²)</p>	$v = H_0 d$ <p>v = snelheid (m/s) H₀ = hubble constante d = afstand (Mpc of Mly)</p>
$E = mc^2$ <p>E = energie (J) m = massa (kg) c = lichtsnelheid (299792458 m/s)</p>	$\frac{L}{L_{zon}} = \left(\frac{M}{M_{zon}} \right)^{3,8}$ <p>L = lichtkracht (W) M = massa (kg)</p>
$v^2 = \frac{2GM}{R}$ <p>v = ontsnappingssnelheid (m/s) G = 6,6726 x 10⁻¹¹ M = massa ster R = straal ster</p>	$R_s = \frac{2GM}{c^2}$ <p>R_s = schwarzschildstraal (m) G = 6,6726 x 10⁻¹¹ M = massa ster c = lichtsnelheid (299792458 m/s)</p>

Appendix B

Oefenopgaven toets

Opgave 2-1: Planeten

In vroeger tijden kon men de planeten herkennen doordat

- a planeten veel helderder zijn dan de sterren
- b details op het oppervlak van de planeten konden worden gezien, wat niet mogelijk was voor sterren
- c planeten bewegen t.o.v. de sterren
- d planeten verschillen van kleur t.o.v. de sterren
- e planeten ook overdag gezien kunnen worden

Opgave 2-2: De poolcirkel

Zoek de poolcirkel op op een wereldbol. Wat is de astronomische betekenis van de poolcirkel?

Opgave 2-3: Epicykels

Epicykels waren onderdeel van het model van Ptolemeus.

- a Waarom introduceerde Ptolemeus epicykels in zijn model?
- b Welke waarneming dwong Ptolemeus om het centrum van de epicykels van Mercurius en Venus tussen de aarde en de zon te plaatsen?

Opgave 2-4: Wetenschappelijke modellen

Wetenschappelijke modellen komen over het algemeen niet zomaar uit de lucht vallen. Hier gaat een hoop onderzoek aan vooraf.

- a Welke criteria zijn belangrijk voor een goed wetenschappelijk model. Sorteert ze op volgorde van belangrijkheid.
- b Wat is Ockham's scheermes, en waarom is dit belangrijk voor het inschatten van de waarde van een wetenschappelijke theorie?
- c Het is mogelijk om te bewijzen dat een theorie niet klopt, maar het is nooit te bewijzen dat een theorie wel klopt. Leg uit waarom.

Opgave 2-5: verwerking: Parsec & Parallax

- a Hoe groot is de parallax van een ster die op 4 kpc afstand staat?
- b Hoe ver staat een ster die een parallax van 0,20 boogseconden heeft?
- c Toon aan dat 3,26 *lichtjaar* gelijk is aan één parsec. (Tip: gebruik fig. 2.5)

Opgave 2-6: verwerking: Parsec & Parallax

- a Hoe groot is de parallax van een ster die op 6 kpc afstand staat?
- b Hoe ver staat een ster die een parallax van 0,30 boogseconden heeft?

Opgave 2-7: Muntstuk

Een 20 eurocent stuk op een afstand van 11,5 meter maakt een hoek van ongeveer 0.1° . Hoeveel muntstukken passen er op een volledige cirkel?

Opgave 2-8: verwerking: Universele gravitatiewet

Met de universele gravitatiewet kun je de krachten tussen twee objecten berekenen. De massa van de aarde is $5,97 \cdot 10^{24}$ kg.

- a Bereken de aantrekkingskracht van de aarde op jou met de gravitatiewet. Vergelijk dit met de F_z zoals je die berekent met $F_z = m \cdot g$.
- b Bereken de aantrekkingskracht tussen jou en een pen van 10 gram die voor je op tafel ligt op 60 cm van je vandaan.

Opgave 2-9: Planeten

Twee planeten (A en B) draaien om een ster S. Planeet B is 3x zo ver van de ster dan A en heeft 3x zoveel massa dan planeet A. De kracht van de ster op planeet A is gelijk aan x. Wat is de kracht, uitgedrukt in x, op planeet B?

Planeet A doet twee jaar over een rondje rond de ster op een afstand van 2 AU. Wat is de massa van de ster vergeleken met onze zon?

Opgave 2-10: Flibbits en pips

De inwoners van een planeet ver, ver weg van ons zonnestelsel zeggen dat zij 1 flibbit van hun zon vandaan zijn (1 flibbit is hun eenheid van afstand - $1,0 \cdot 10^9$ x de lengte van de voelsprietten van hun koningin). Hun omlooptijd is 1 pip. Zij zien een paarse planeet in hun zonnestelsel dat er 8 pips over doet om een rondje te draaien. Hoe ver is de paarse planeet van hun zon (in flibbits)?

Opgave 2-11: Fotonen in het centrum van de zon.

De temperatuur in het centrum van de zon is $14 \cdot 10^6$ K.

Ga na met de verschuivingswet van Wien (zie Hoofdstuk 4, vergelijking 4.3) dat de meeste fotonen in het centrum van de zon röntgenfotonen zijn.

Opgave 2-12: De pp-keten

- a Ga na dat het netto-effect van de pp-keten inderdaad $4^1\text{H} \rightarrow ^4\text{He}$ is.
 - b Hoeveel neutrino's komen vrij bij de vorming van een ^4He kern?
-

Opgave 2-13: Energie uit waterstoffusie

Hoeveel energie komt er nu precies vrij bij de fusie van waterstof tot Helium?

- a Bereken met behulp van Tabel 5.1 hoeveel energie (in J) er vrijkomt bij reactie 5.2.
- b Bereken nu hoeveel energie er vrijkomt bij de fusie van 1 kilogram waterstof tot helium.
- c Laat zien dat bij H-fusie 0,66% van de massa wordt omgezet in energie.

Wat betekent dit nu voor de zon?

De energie die de zon per seconde uitzendt, is $L_{\odot} = 3,83 \cdot 10^{26} \text{Js}^{-1}$. Deze energie wordt geleverd door de fusie van H tot He.

- d Laat zien dat hiervoor per seconde $N_r = L_{\odot}/(4 \cdot 10^{-12})$ reacties (waarbij 4 protonen worden omgezet in een He-kern) nodig zijn.
 - e Bereken hoeveel kg waterstof er per seconde wordt omgezet in de zon.
-

Opgave 2-14: Energie uit heliumfusie

In Tabel 5.1 vind je een overzicht van de isotopen van een aantal elementen. Gebruik deze tabel om de volgende vragen te beantwoorden.

- a Bereken de energiewinst in Joule per kilogram van de 3α -reactie, en vergelijk deze met de energieopbrengst van waterstoffusie.
 - b Kun je hieruit verklaren waarom de fase van heliumfusie in sterren veel korter duurt dan de fase van waterstoffusie?
-



Foto's achterpagina: A. van der Hoeven

André van der Hoeven is docent Natuurkunde aan het Emmauscollege te Rotterdam. Naast zijn werkzaamheden op school is hij ook actief op het gebied van de amateurastronomie en astrofotografie. Hierbij maakt hij gebruik van een 30 cm spiegeltelescoop om de diepten van het heelal op de foto vast te leggen.

Deze module is geschreven voor leerlingen uit 6V met natuurkunde als één van hun vakken. In deze module wordt er kennis gemaakt met de geschiedenis van de sterrenkunde en de hedendaagse astronomie. Hierbij wordt er duidelijk hoe afstanden in het heelal bepaald worden door een opeenstapeling van aannames die gebaseerd zijn op hedendaagse (natuurkundige en wiskundige) kennis.