

werk van F. W. A. ARGELANDER (1799—1875). Deze zat sinds 1837 in Bonn zonder instrumenten, daar de sterrewacht nog gebouwd moest worden; en hij gebruikte deze jaren om een atlas van alle voor het blote oog zichtbare sterren te maken, alle in hun juiste grootten, zoals deze door herhaalde zorgvuldige



Het sterrebeeld Orion in ARGELANDER'S Uranometria Nova.

onderlinge vergelijkingen met het blote oog waren vastgesteld. In deze „Uranometria Nova” (1843), bedoeld als vervanging van de oude Uranometria van BAYER, zijn de aantallen van de zes grootteklassen 14, 51, 153, 325, 810 en 1871. Uit de regelmatige toename van deze aantallen blijkt hoe onvolledig in de kleinere grootten alle vroegere atlanten waren. In de bijbehorende

catalogus werden evenals bij PTOLEMAEUS de helderste en de zwakste sterren van elke klasse apart aangegeven (b.v. bij de 3de grootte als 3.2 en 3.4).

Zijn voorbeeld werd nagevolgd door EDUARD HEIS te Munster, die door zijn uiterst scherp gezicht in staat was nog een groot aantal zwakkere sterretjes, die hij met 6.7 aanduidde, toe te voegen; zijn „Atlas coelestis novus”, die in 1872 verscheen, bevatte in totaal als hier zichtbaar 5421 sterren, tegen 3256 bij ARGELANDER. Daar deze beide sterrekundigen in Noord-Duitsland woonden, moest de Zuidelijke hemelkap beneden  $40^\circ$  Z declinatie in hun werk ontbreken. Deze leemte werd aangevuld toen de Noord-Amerikaanse astronoom BENJ. A. GOULD (1824—1896) — door een ruzie met de curatoren uit zijn sterrewacht te Albany verdreven — naar Cordoba in Argentinië beroepen werd en daar in het begin ook zonder instrumenten zat. Door de buitengewoon zuivere hemel van die streek kon hij met zijn assistenten in de in 1879 verschenen „Uranometria Argentina”, atlas en catalogus, nog een voor het blote oog zichtbare 7de grootteklasse toevoegen. Door zorgvuldige onderlinge vergelijkingen waren zij in staat de helderheid der sterren nog precieser, tot in tienden van grootteklassen aan te geven.

Nu was dit laatste ook al vroeger geschied. Het menselijk oog kan fijner verschillen in helderheid onderkennen dan de grove van de grootteklassen. Van de „Stufen”, die ARGELANDER bij de veranderlijke sterren gebruikte, bleken er ongeveer tien te samen op een verschil van één grootteklasse te komen. Uit een groot aantal dergelijke schattingen van kleine verschillen tussen de sterren, in de vorige eeuw door WILLIAM HERSCHEL verricht, maar grotendeels ongepubliceerd en alle onbewerkt, bleek later, dat heel bruikbare grootten in decimalen van eenheden waren af te leiden. Zijn zoon JOHN HERSCHEL, die op allerlei gebied het werk van zijn vader voortzette, en daartoe van 1834—37 met zijn 20-voets telescoop naar de Kaap de Goede Hoop was getrokken, leidde daar ook, uit rangschikking der Zuidelijke sterren in reeksen van opeenvolgende helderheid, stergrootten af met een decimaal er achter geplaatst.

Door zulk een er achtergeplaatste decimaal is het begrip grootte van een ster geheel van karakter veranderd; uit een kwaliteitsaanduiding, een klasse, een ranggetal, is ze geworden tot een kwantiteitsaanduiding, een grootte, een maatgetal, dat onbeperkt in onderdelen is te verdelen. Men kan moeilijk spreken van een ster van de 2,78ste grootte; maar wel kan men zeggen, dat haar grootte 2,78 is; nog liever gebruikt men in moderne tijden de internationale naam: magnitude 2,78.

Wat zulk een magnitude betekent, welk helderheidsverschil het voorstelde, daarover bestonden in het begin van de negentiende eeuw geen klare denkbeelden. JOHN HERSCHEL schatte, dat een ster van de 6de grootte 100 maal minder licht gaf dan een van de 1ste grootte, maar meende tegelijk, dat men de grootten 1, 2, . . . tot 7 zou krijgen als men een zelfde licht op afstanden 1, 2, . . . tot 7 verwijderde. STEINHEIL nam in 1835 aan, dat men bij de grootteklassen niet met verschillen in hoeveelheid licht te doen had, maar met verhoudingen van lichtsterkten, die als verschillen van hun logaritmen zijn weer te geven; en hij leidde voor die verhouding de waarde 2,83 af. Dit is in overeenstemming met wat later, in 1869, door FECHNER scherp als „psychophysische wet” werd geformuleerd: dat een bepaald als gelijk beoordeeld helderheidsverschil niet een vast verschil in lichthoeveelheid is maar een vast

percentage van het aanwezige licht. Als treffend experiment, punt van uitgang van zijn onderzoek gaf hij aan, dat in een grijswitte wolk de helderheidsverschillen precies even sterk en duidelijk blijven als men hem door een donker glas bekijkt. Op nog ruimer of algemener wijze kon deze wet aldus uitgedrukt worden, dat de psychische indruk verloopt als de logaritmische van de fysische inwerking. Naar FECHNER's wet moet er een vaste verhouding tussen twee opeenvolgende grootteklassen bestaan; wat deze is kan alleen uit fotometrische metingen gevonden worden.

Over de eerste fotometrische stermetingen, die van JOHN HERSCHEL met zijn „astrometer” in 1836 aan de Kaap de Goede Hoop, werd boven reeds gesproken. Het waren slechts 65 heldere, bijna allen Zuidelijke sterren; hij kon alleen heldere sterren meten omdat hij er de maan bij nodig had, en bij heldere maneschijn zwakkere voor het blote oog niet zichtbaar waren. Daarna moeten de metingen van L. SEIDEL uit 1852—60 vermeld worden; hij gebruikte een door STEINHEIL geconstrueerde fotometer, waarin het licht van twee sterren, door spiegels in een zelfde kijker geëkaatst, vergeleken wordt door ze elk in verschillende mate tot extrafocale schijven uit te breiden en deze in helderheid aan elkaar gelijk te maken. De metingen waren heel goed; oppervlakken kunnen nauwkeuriger in helderheid gelijk gemaakt worden dan lichtpunten — vooral als ze elkaar aanraken en daarbij de grenslijn onzichtbaar wordt. Zijn metingen omvatten 208 sterren; de methode was alleen op heldere sterren toe te passen, en heeft dus voor massa-werk geen kans gekregen naast de latere met sterpunten werkende fotometers. Onder deze is reeds de fotometer van ZÖLLNER vermeld, die weldra voor tal van helderheidsmetingen van sterren werd gebruikt.

Al deze eerste metingen toonden, dat de sterren van de 1ste grootte veel te veel uiteenlopen om één klasse te vormen; eerste grootte heette alles wat boven een zekere grens lag, en op het oog kan men al zien, dat b.v. Procyon Regulus een gehele grootteklasse en Sirius Procyon nog veel meer overtreft. Door deze allen tesamen te nemen tot een gemiddelde 1ste grootte had STEINHEIL een veel te groot verhoudingsgetal gevonden. Anderen vonden, door alleen de andere klassen te gebruiken, kleinere waarden, van 2,2 tot 2,5; dit laatste getal werd het meest aangenomen, waarbij dan een 5 grootteklassen helderder ster  $(5/2)^5 = 3125 : 32$  maal, d.i. nagenoeg 100 maal meer licht uitstraalde. In 1850 werd door POGSON te Oxford voorgesteld, om deze verhouding als definitie in te voeren, en dus voortaan kunstmatige, uit helderheidsmetingen berekende magnitudes te gebruiken. En wel zo, dat 5 magnitudes precies met een verhouding 100, dus een verschil in logaritmen van 2,0 overeenkomen, zodat bij 1 grootteklasse verschil dit logaritmisch verschil precies 0,40 is en de verhouding zelf 2,512. Dit is sindsdien algemeen in gebruik gekomen; en de uitkomsten van de fotometrische metingen worden in de catalogi niet als helderheidswaarden, ook niet als hun logaritmen, maar omgerekend als  $2\frac{1}{2}$  maal deze logaritmen, als fotometrische grootten opgegeven. Ze lopen tegen de helderheid in, daar de grootste getallen bij de zwakste sterren behoren. Daar deze getallen voor de sterren van de 2de tot de 5de grootte ongeveer met de gewone grootten overeenstemmen, krijgen de helderste sterren van de 1ste grootte negatieve waarden; in een rij van opklimmende helderheid, waarin Regulus 1,5, Aldebaran 1,0, Procyon 0,5, Wega 0,1 krijgt, worden Canopus en Sirius —1,0 en —1,4, wordt Jupiter omstreeks

— $2\frac{1}{2}$  en Venus —5. Er is niets tegen om ook zon en maan in dit systeem in te voegen; de volle maan krijgt dan —11 en de zon —26,7 als haar magnitude toegewezen.

Twee grote ondernemingen ter bepaling van de helderheid der sterren kwamen in het laatste kwartaal van de 19de eeuw tot stand, op het „Astrophysikalisches Observatorium” te Potsdam, en op „Harvard College Observatory” te Cambridge Mass., beide de sterren tot de grootte 7,5 omvattend. De metingen in Potsdam werden door GUSTAV MÜLLER en PAUL KEMPF in de jaren 1886—1905 verricht door middel van enige Zöllner-fotometers van verschillende lichtsterkte, met een zorgvuldigheid in opzet en uitvoering volgens de beste Duitse tradities; de middelbare fout van de uitkomsten, die elk meestal op twee waarnemingen berusten, is ook niet meer dan 0,07 grootteklasse. Maar zij omvatten alleen het Noordelijk halfrond van de hemel. Het werk op de Harvard-sterrewacht, in 1879 begonnen, werd verricht met een door de directeur EDW. C. PICKERING (1846—1919) geconstrueerde „meridiaanfotometer”, waarbij elke ster bij haar doorgang door de meridiaan met behulp van een polariserend apparaat (kalkspaatprisma met nicol) gelijk werd gemaakt aan een poolster. De metingen werden alle door PICKERING zelf gedaan, die met trots kon vaststellen, dat hij in de loop van dit en ander fotometrisch werk meer dan een millioen instellingen heeft gedaan. Begonnen met de helderste sterren tot de 6de grootte, werd het werk geleidelijk uitgebreid tot de zwakkere. Het is ruwer en minder zorgvuldig gedaan, met meer vergissingen en globaler reductie, zodat de uitkomsten minder betrouwbaar en nauwkeurig zijn (middelbare fout 0,10 tot 0,15 grootteklasse), dan de Potsdammer waarden. PICKERING had echter een sterk gevoel voor de betekenis van massale, volledige, zij het ook wat ruwere gegevens. Daarom zorgde hij er voor, dat elk program, dat in Harvard gereed was, over de Zuidelijke hemel werd uitgebreid door een waarnemer met hetzelfde of een soortgelijk instrument naar een station in Zuid-Amerika te zenden, meest Arequipa in de Peruaanse Andes, met een schitterend klimaat. Doordat zij een complete homogene catalogus over de gehele hemel geven, zijn de uitkomsten van Harvard in de meeste latere onderzoeken gebruikt en niet de betere Potsdamse.

Voor de volledigheid moet hier de Oxfordse catalogus van de helderheden van de voor het blote oog zichtbare sterren uit 1885 vermeld worden, die door PRITCHARD met de „wig-fotometer” waren gemeten. Daarbij werd bepaald bij welke dikte een wig van neutraal donker glas het licht van een ster uitdoofde. In nauwkeurigheid en omvang stond zij bij de anderen achter. Van groter belang was een bepaling van de fotografische helderheid der sterren, in 1904—1908, door SCHWARZSCHILD, toen te Göttingen, die dit dan ook niet „fotometrie” maar „actinometrie” noemde. Als pionier op dit gebied bouwde hij voort op zijn vroeger Weense werk met extrafocale ster-schijven; hier echter werd de effen oppervlakte-zwarting verkregen met een zgn. arceer-chassis (*Schraffir-kassette*), door de plaat zo heen en weer te bewegen, dat het licht van elke ster over een evengroot vierkantje werd gespreid. Dit werk was, zoals alles wat SCHWARZSCHILD deed, een model van vernuftige en zorgvuldige uitvoering; de nauwkeurigheid was groter dan bij de visuele fotometrische catalogi, de middelbare fout was slechts 0,02 tot 0,04 grootteklasse. Maar alleen het eerste gedeelte werd voltooid, de zône

van 20° breedte Noordelijk van de equator, met 3500 sterren tot de grootte 7,5; zodat ze wel als voorbeeld kan dienen, maar niet in algemene onderzoekingen gebruikt kan worden.

Wat wij de helderheid van een ster noemen is een karakteristiek voor ons, maar geen karakteristiek voor de ster zelf. Het bepaalt het aspect van de hemel, de oorspronkelijke beleving van de sterrenhemel, voor ons dezelfde als voor onze barbaarse voorouders en onze klassieke voorgangers. Maar het sprak, sinds de hemelbol verdween, voor ieder sterrekundige wel vanzelf, dat sterren, die als sterrebeeld-figuren bij elkaar behoren, zoals die van Orion of van Cassiopeja, inderdaad niets met elkaar te maken hebben en ver achter of voor elkaar kunnen staan. Dit was zo vanzelfsprekend, dat men verrast was, toen het uit de bewegingen aan PROCTOR in 1869 en nog nauwkeuriger aan KLINKERFUES in Göttingen in 1878 bleek, dat van de zeven sterren van de Grote Beer, die de van ouds befaamde Wagen vormen, de vijf middelste bijeen behoren en als een stoet van wagens over een veld achter elkaar aan lopen in de richting van de Arend. Waarbij dan later als tweede verrassing (in 1909 door HERTZSPRUNG) bleek, dat aan de andere kant van ons, veel dichterbij, Sirius in dezelfde stoet meeloopt. Van zulke in één richting samen voorttrekkende ster-processies zijn er later nog meer gevonden.

Wat wij waarnemen is de schijnbare helderheid, die ook van de afstand van de ster afhangt. Als wij over de sterren van de eerste grootte, Sirius en Canopus, Betelgeuze en Rigel, Wega en Capella, de superieure lichten die onze hemel sieren, als een bijeen behorende familie spreken, is dat onjuist. Wij zagen reeds, hoe de parallaxemetingen al spoedig geleerd hadden, dat sommige onder hen, zoals  $\alpha$  Centauri, Sirius en Wega, enkel door hun grote nabijheid zo helder schijnen, terwijl de haast onmerkbaar kleine parallaxe van Canopus, Rigel en Betelgeuze bewijst, dat deze sterren in de verre verten tot een geheel ander soort wezens met een reusachtig grote lichtkracht behoren. Zodra men over fotometrische helderheid en parallaxe beide beschikte, vond men daarvoor een geschikte uitdrukking in de „absolute magnitude”, d.i. de grootte waarin de sterren zich zouden vertonen als ze zich alle op dezelfde afstand van 10 parsec (dus met parallaxe 0,1”) zouden bevinden. Voor Sirius met magnitude  $m = -1,4$  en parallaxe  $p = 0,37''$  is dan de absolute magnitude (meestal met  $M$  aangeduid) 1,4; voor  $\alpha$  Centauri met  $m = 0,1$  en  $p = 0,76''$  is  $M = 4,5$ , (dus 3 klassen zwakker), voor Rigel met  $m = 0,3$  en parallaxe hoogstens 0,01” wordt  $M$  helderder dan  $-4,7$  (dus 6 klassen helderder dan Sirius). Daartegenover vond men voor kleine nabije sterren: bij de dubbelster 61 Cygni, met  $m = 5,6$  en  $6,3$  en  $p = 0,30''$   $M = 8,0$  en  $8,7$ , dus veel zwakker; bij de snellopende „ster van Barnard” van de grootte 9,7 en met  $p = 0,54''$   $M = 13,3$  dus nog weer honderdmaal zwakker. De uitersten in absolute lichtkracht bleken aldus 18—20 grootteklassen uiteen te liggen, wat een verhouding in lichtkracht van 16 tot 100 miljoen betekende. Toen men er de zon bijvoegde met  $M = 4,8$ , bleek zij in het midden te liggen, sommige sterren bijna 10.000 maal zwakker, andere 10.000 maal helderder dan de zon. JEANS heeft ze met de karakteristieke namen van vuurtoren-sterren en glimworm-sterren bedacht.

Terwijl verscheidenheid in lichtkracht aan de sterren niet te zien was, en alleen uit andere gegevens was af te leiden, is verscheidenheid in kleur direct zichtbaar. Zij was al van af de Oudheid bekend, toen PTOLEMAEUS een zestal heldere sterren als „geelachtig” onderscheidde. STRUVE en andere waarnemers van dubbelsterren in de 19de eeuw werden getroffen door de verschillende door contrast-werking versterkte kleuren van de componenten, en hebben ze in felle epitheta beschreven; vooral rood en groen of blauw kwam vaak voor. ZÖLLNER had zijn fotometer tegelijk als colorimeter ingericht; door een draaibaar kwartsplaatje in de gepolariseerde lichtbundel van de kunstmatige ster te plaatsen, konden aan deze allerlei kleuren gegeven worden. Maar deze colorimeter was voor het doel onbruikbaar, daar ze heel andere kleuren produceerde dan bij de sterren voorkomen. De kleuren der sterren zijn van geheel andere aard dan die van de ons omringende natuur; zij vormen een één-dimensionale reeks, die van rood door geelrood of oranje, geel, lichtgeel naar wit loopt, tot blauwachtig wit; groen is er niet bij. Het zijn de „gloeingskleuren”, die een tot steeds hoger temperatuur gebracht gloeiend lichaam achtereenvolgens vertoont; men heeft ook altijd in de kleur van de ster een aanwijzing van de temperatuur gezien, en in de verscheidenheid in kleur een verscheidenheid in temperatuur. Zou er met roodkleuring gepaarde absorptie door verstrooiende nevels of een omhullende dampkring bijkomen, dan blijven de kleuren toch vrijwel in dezelfde reeks.

Dit is het eerst goed ingezien en in practijk gebracht door JULIUS F. J. SCHMIDT, die de kleuren door schatting uitdrukte in een reeks van getallen waarbij 0 zuiver wit, 4 geel en 6—10 steeds diepere tinten van rood betekenden. Omvangrijk werk heeft hij hierin niet volbracht; de belangstelling voor sterkleuren op zich zelf was in de 19de eeuw niet zo heel groot. Bij de fotometrische metingen in Potsdam werd ook de kleur geschat, ook in één reeks; maar de kleuren werden met de letters W, GW, WG, G, RG, GR, R aangeduid, vaak met de toevoeging + of — voor de fijnere verschillen. De belangrijkste bijdrage tot de kennis van de sterkleuren was die van H. OSTHOFF, een amateur te Keulen, die in de jaren 1883—99 voor 1009 sterren tot de 5e grootte de kleuren in de schaal van SCHMIDT door herhaalde schattingen bepaalde. Hij kreeg daarbij zulk een oefening, dat zijn uitkomsten in tiende delen van een eenheid gegeven werden, met een middelbare fout van niet meer dan 0,2 eenheden. Een even omvangrijk werk van kleurschattingen, speciaal van alle rode sterren, werd in dezelfde tijd door FR. KRÜGER verricht. Voor het meten van de kleur heeft later GRAFF een colorimeter gebruikt, waarin aan een kunstmatige ster door een wig van rood glas verschillende kleuren van wit tot rood kunnen worden gegeven. Natuurlijk berust dat steeds op schatting met het oog van kleurgelijkheid der beide sterren.

In latere tijden heeft men veelal, in plaats van de kleur zelf, andere daarmee samenhangende grootheden, z.g. kleurequivalenten bepaald. Het tekent altijd een vooruitgang in wetenschap als men door namen uitgedrukte verschillen in kwaliteit weet te vervangen door in getallen meetbare kwantiteiten. Sedert fotografische helderheden gemeten konden worden, kon als zodanig het verschil tussen visuele en fotografische grootte van een ster dienen; bij witte sterren 0, stijgt dit verschil, de z.g. „kleur-index”, voor rode sterren tot 2 grootteklassen, bij sterk rode zelfs tot meer. Een ander kleurequivalent, de

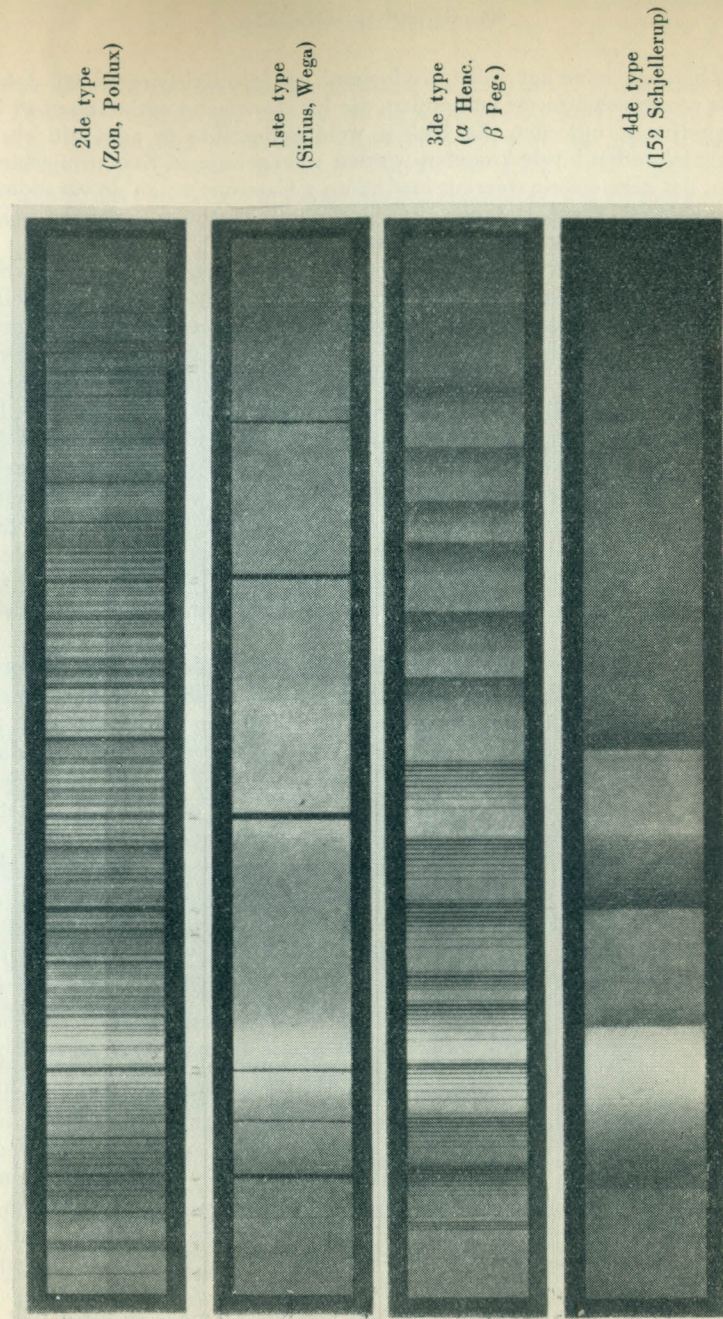
z.g. „effectieve golflengte”, het gemiddelde van de bij de vorming van een fotografisch sterbeeld werkzame golflengten, werd door G. COMSTOCK bepaald door bij de zeer korte door een grof tralie vóór het objectief bewerkte diffractiespectra van een ster de afstand (van het zwaartepunt) tot het middenbeeld te meten; voor witte en voor rode sterren vindt men ongeveer 4100 en 4400 Å. Beide, evenals de zichtbare kleur zelf, zijn een directe, in één getal gecondenseerde uitdrukking van de intensiteitsverdeling over het spectrum. Doordat volgens de formule van PLANCK bij stijgende temperatuur de kortere golflengten sterker toenemen in intensiteit dan de langere, bepaalt de temperatuur ze alle drie.

Maar de spectra zelf onthullen eerst ten volle de verscheidenheid in de natuur der sterren. Men kan zeggen, dat eerst met de opkomst van de spectraalanalyse onze kennis van het wezen der sterren is begonnen. Door deze waarnemingsmethode is, in het werk van nu bijna een eeuw, de wetenschap opgebouwd van die schitterende wereldbollen, die het heelal met hun straling vullen.

Reeds FRAUNHOFER had in 1817 opgemerkt en in 1823 nauwkeuriger beschreven, dat in het spectrum van sommige sterren, Sirius en Castor, andere donkere lijnen optraden dan in het zonnenspectrum; maar hij had zijn tijd en aandacht voor andere dingen nodig, en hij stierf te jong om er verder op te kunnen ingaan. Toen KIRCHHOFF de grondslagen van de spectraalanalyse had gelegd en de betekenis van de donkere lijnen had ontdekt, werden weldra spectroscopen geconstrueerd en aan kijkers aangebracht, waarmee het zwakke sterlicht tot een voldoende duidelijk spectrum kon worden uitgespreid. Het waren WILLIAM HUGGINS in Engeland, op zijn particuliere sterrewacht te Tulse-Hill, en pater ANGELO SECCHI op de Vaticaan-sterrewacht te Rome, die het eerst met succes dit nieuwe veld van onderzoek exploiteerden. HUGGINS bestudeerde de spectra van een aantal heldere sterren, en kon in 1863 vaststellen, dat ook in de sterren dezelfde elementen (waterstof, natrium, calcium, magnesium, ijzer) voorkomen als op aarde en op de zon, en zich door donkere absorptielijnen in de spectra verraden. Daarmee was de eenheid van stoffelijke samenstelling van het gehele heelal, te voren slechts vermoed, tot zekerheid geworden.

SECCHI onderzocht enige duizenden sterren en vond (1864) dat hun spectra zich nagenoeg alle in vier typen lieten onderbrengen, met enige overgangen en tussenvormen. Het eerste type, waartoe nagenoeg de helft van alle sterren behoorde, alle wit of blauwachtig wit, (zie Pl. XXII) vertoonde vier sterke duidelijke lijnen, een in het rood, een in het groen, twee in het blauw-violet, alle van waterstof, en daarnevens nog enkele zeer zwakke. Bij het tweede type, de gele sterren (Capella, Procyon, Arkturus, Aldebaran) was het spectrum gelijksoortig met dat van de zon, met talloze fijne lijnen; bij de twee laatstgenoemden waren de lijnen wat sterker. Het derde type, de rode sterren (Betelgeuze,  $\alpha$  Herculis, Antares, Mira) vertoonde bovendien nog enige donkere banden, die aan de violette zijde scherp begrensd waren en naar de rode kant geleidelijk uitvloeiden. Het getuigt van zijn scherpe opmerkzaamheid, dat hij daarnaast nog een vierde type onderkende, dat slechts een klein aantal zwakke intens rode sterretjes omvat; zij vertoonden andere

Pl. XXII



Typen van sterspectra, volgens A. SECCHI.

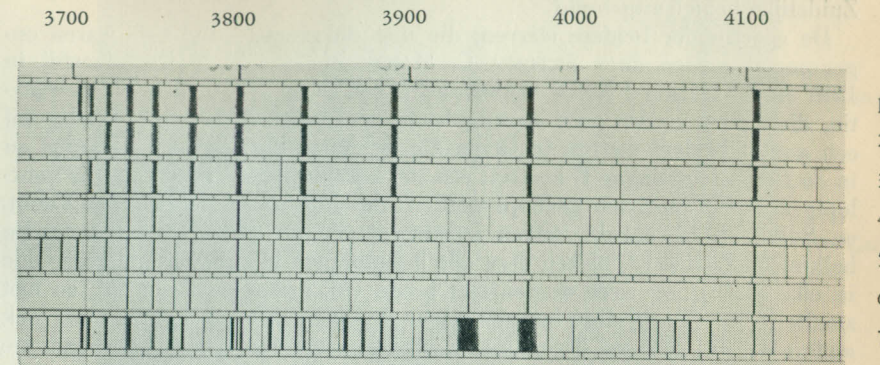
donkere banden, naar het violet uitvloeiend, en hij merkte reeds op, dat deze in plaats overeenstemmen met banden, die bij elektrische ontladingen in koolstofverbindingen optreden. Ze bleken weldra dezelfde te zijn, die als heldere emissiebanden bij de kometen werden waargenomen. SECCHI merkte ook reeds op, dat zeer enkele sterren, met name  $\gamma$  Cassiopejae en de veranderlijke  $\beta$  Lyrae heldere emissielijnen van waterstof vertonen, evenals ook de nieuwe ster die in 1866 in de Kroon verscheen.

In 1864 richtte HUGGINS zijn spectroscop op de planeetvormige nevelvlek in de Draak en ontdekte, dat het spectrum uit enkel drie smalle emissielijnen in het groen bestond, de groene waterstoflijn en twee andere, die men voor stikstoflijnen hield. Hetzelfde bleek bij de grote nevelvlek van Orion het geval te zijn. Daarmee was de vraag beantwoord, die HERSCHEL had opgeworpen, of er ook nevelvlekken zijn, die niet uit sterretjes bestaan, maar uit een „lichtgevend fluidum”. Dezulke zijn er; ze bestaan uit zeer ijl gloeiend of lichtgevend gas. Waardoor lichtgevend? Men dacht aan elektrische ontladingen als in een Geissler-buis, en behielp zich vooreerst met het woord „luminescentie”. Maar zulke gasnevels zijn er maar weinige. De meeste andere niet in sterren oplosbare nevelvlekken, zoals de beroemde voor het blote oog zichtbare Andromedanevel, vertoonden een continu spectrum, een bewijs, dat ze in werkelijkheid sterrehopen zijn, en uit dichtopeengepakte onzichtbare zwakke sterren bestaan.

HUGGINS was ook de eerste, die trachtte uit een verplaatsing der absorptielijnen volgens het principe van DOPPLER de radiële snelheid, de beweging der sterren in de gezichtslijn te meten (zie blz. 358); en zijn voorbeeld werd later in Greenwich gevolgd. Maar deze metingen waren zo moeilijk, dat de gevonden snelheden vaak tientallen kilometers onzeker waren. Eerst toen in 1887 VOGEL en SCHEINER te Potsdam een spectrograaf construeerden met alle voorzorgen tegen doorbuiging en temperatuurverandering, brachten hun fotografische spectra dadelijk een veel hogere graad van nauwkeurigheid. In hun metingsuitkomsten trad nu met grote duidelijkheid te voorschijn, dat wij beurtelings naderen tot en ons verwijderen van de sterren ten gevolge van de jaaromloop van de aarde in haar baan. Daardoor werd meteen de juistheid van DOPPLER's principe voor het licht — te voren door sommige physici betwijfeld — praktisch bewezen. En, voor wie dat nog nodig was, tevens de baanbeweging van de aarde om de zon.

SECCHI's onderscheiding van de vier spectraaltypen is als globale onderscheiding steeds in gebruik gebleven. VOGEL nam ze met een kleine wijziging over (hij noemde ze klasse I, II, IIIa en IIIb) maar verbonden met de interpretatie, dat zij een natuurlijke ontwikkelingsreeks voorstelt, daar door afkoeling uit een I een II, en uit een II een IIIa of een IIIb ontstaat. Onderafdelingen Ib voor witte sterren met smalle lijnen, Ic en Iib voor sterren met emissielijnen verstoorden de reeks enigszins; tegen de verbinding van een formele klassificatie met een hypothetische theorie werden ook bezwaren geopperd. Naar deze klassen werd een spectroscopische „Durchmusterung” van de sterren tot de 7de grootte in Potsdam begonnen; maar ze werd niet voltooid, alleen de zône van  $0^\circ$  tot  $20^\circ$  declinatie is gepubliceerd. Want intussen was de fotografie der sterspectra opgekomen en had het moeizame turen op de flauwe kleurbandjes in de kijker door een veel eenvoudiger en meer betrouwbare werkmethode vervangen.

HENRY DRAPER in Amerika en HUGGINS in Engeland waren hier de pioniers. Door zelf een spiegel van 72 cm opening te slijpen en vóór het brandpunt een kwartsprisma te plaatsen (kwarts slorpt niet, als glas, de ultraviolette stralen op) gelukte het aan DRAPER in 1872 voor het eerst een sterspectrum, dat van Wega, te fotograferen. Daarna werkte hij met een objectief van 28 cm en een Browning-spectrograaf, waarmee hij in 1879—82



HUGGINS' eerste ultraviolette sterspectra (Philos. Transact. 1880).  
1. Wega, 2. Sirius, 3.  $\eta$  Ursae, 4. Spica, 5. Altair, 6. Deneb, 7. Arcturus.

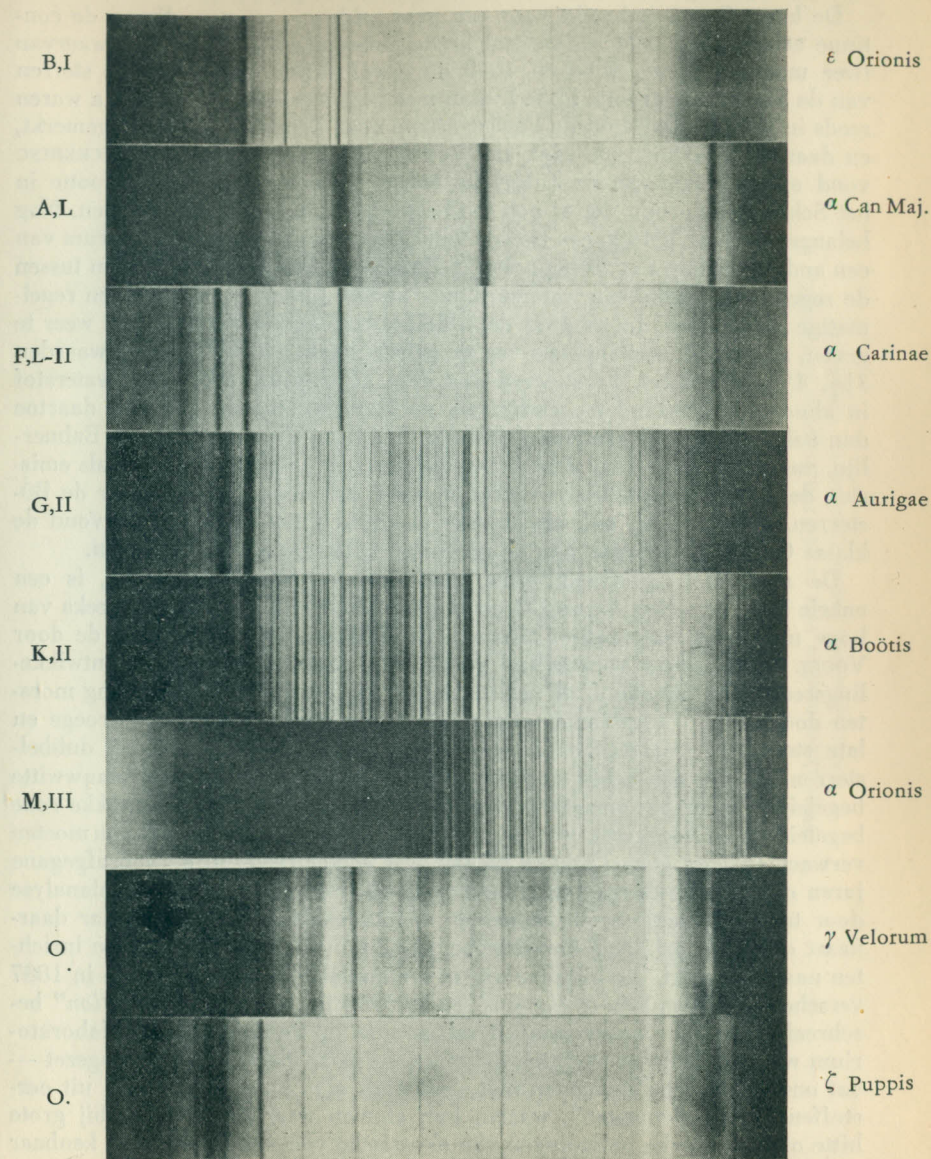
van 50 sterren het spectrum opnam. HUGGINS was kort na DRAPER ook geslaagd in het fotograferen van sterspectra; hij ontdekte daarbij in het ultraviolet bij Wega. Sirius en andere sterren van het eerste type de merkwaardige rythmische reeks van steeds dichter bijeen liggende lijnen, die aansluiten bij de 3de en 4de waterstoflijn en FRAUNHOFER's H, en die hij dan ook niet aarzelde aan waterstof toe te schrijven. Het was dezelfde reeks, die ook reeds in het chromosfeer-spectrum was opgemerkt, en die kort daarna zo mooi in de Balmer-formule paste.

Na de dood van DRAPER in 1882 schonk zijn weduwe al zijn instrumenten en een groot bedrag aan geld als „Henry Draper Memorial Fund” aan de Harvard-sterrewacht, om het werk op sterspectra voort te zetten. Zelden is een geldsom zo goed voor de wetenschap besteed. PICKERING gebruikte ze om het objectief van een kijker met grote opening toe te rusten met een ervoor geplaatst „objectief-prisma”, een grote prismatisch geslepen glasschijf met kleine brekende hoek. Daardoor werden in het brandvlak de sterren in plaats van door ronde beeldjes door streep- of bandvormige spectra afgebeeld; op één plaat had men zo de spectra van de sterren in een groot veld alle tegelijk. Ze werden geassocieerd door ze naar hun uiterlijk aspect met de letters A, B, C, D etc. aan te duiden; mettertijd bleek, dat vele van deze afzonderlijke letters niets dan onvolkomen specimina weergaven van wat bij betere beelden door andere letters werd uitgedrukt. Zo bleven ten slotte een kleiner aantal letters over (A, B, F, G, K, M, N), die wezenlijke verschillen in de sterspectra tot uitdrukking brachten — A, B bleek met Secchi's eerste type, F, G, K met het 2de type, M met het derde, N met het vierde type identiek te zijn. De eerste „Henry Draper Catalogue” van 1890 gaf de spectra van ruim 10.000 sterren, waarbij echter, bij zwakke spectra en smalle lijnen,

nog tal van verkeerde toewijzingen voorkwamen, die later verbeterd moesten worden. Daarna werd het werk met betere instrumenten en op groter schaal voortgezet; de 10-inch Bache-telescoop, zo genoemd naar de man die er het geld voor had gegeven, werd met even grote objectief-prisma's van een paar graden brekende hoek toegerust, afzonderlijk of tesamen te gebruiken; door gelijksoortige platen op te nemen te Arequipa werd het werk over de gehele Zuidelijke hemel uitgebreid.

De spectra der heldere sterren, die met de grootste dispersie waren opgenomen, werden door ANTONIA C. MAURY onderzocht, die ze daarbij in 1897 in 24 klassen I-XXIV onderbracht, een meer gedetailleerde classificatie, die echter verder geen ingang heeft gevonden. Zij merkte daarbij bij een aantal heldere sterren in Orion die de eerste klassen I-IV vormden en in de Draper-Catalogue B heetten, een stel karakteristieke lijnen op, die voorlopig maar Orion-lijnen gedoopt werden; dezelfde waren ook al door VOGEL en SCHEINER bij enkele sterren opgemerkt; en na 1895, toen het aardse helium ontdekt werd, bleken deze alle heliumlijnen te zijn. Zij onderscheidde in elke klasse nog weer sterren met brede (*a*), met zeer brede (*b*), en met smalle lijnen (*c*). Bij deze laatsten waren de lijnen niet enkel smal, maar ook anders dan bij de *a*- en *b*-sterren; er werd een lijst van lijnen bijgevoegd, die in de *c*-sterren veel sterker waren dan in de andere en daardoor op de voorgrond traden. De karakteristieke lijnen van deze sterren, schreef zij, moeten wellicht als een aparte klasse beschouwd worden. Inderdaad bleken deze *c*-sterren naderhand van bijzonder belang te zijn.

Het voornaamste doel van de opnamen met deze grotere instrumenten was niet minder dan een uitbreiding van de studie der spectra tot de sterren van de 9de grootte. Het was massa-werk in de beste zin van het woord, net iets voor PICKERING; een spleet-spectrograaf, die iedere ster apart moet opnemen, had dit nooit kunnen leveren. Daar staat tegenover, dat luchttrillingen die aan de scherpte van een spleet-spectrum geen kwaad doen, het beeld bij een objectiefprisma onscherp maken; het is dus niet voor fijne detailstudie der lijnen maar alleen voor classificeren geschikt. Het classificeren was zo goed als uitsluitend het werk van ANNIE J. CANNON, die hierin een uitzonderlijke bekwaamheid kreeg; zij gebruikte daarbij het systeem van de letters van de eerste Draper-Catalogue, dat nu op de Harvard-sterrewacht tot grote volmaaktheid werd opgebouwd. En dat op deze wijze, ondanks de curieuze ruw-practische oorsprong, een algehele heerschappij in de sterrekunde heeft verworven, voornamelijk ook door de volledigheid waarmee dit werk alle sterren tot de 9de grootte van de gehele hemel omvat. Doordat de reeks van spectraalklassen, vanaf de B-sterren (met de heliumlijnen), de A-sterren (met zware waterstoflijnen), over F naar G (het type van de zon) en K, tot de M-sterren (met banden) één doorlopende reeks is met geleidelijke overgangen, konden de overgangsvormen door decimalen worden weergegeven: B0, B5, B8, A0, A2, A5, A8, F0 enz. — bij dit op het oog bekijken kon zelden nauwkeuriger dan tot  $\frac{1}{4}$ -klasse geschat worden; preciese decimalen kregen eerst in latere tijd als resultaat van metingen en berekening betekenis. In deze reeks kon 99% van alle sterren ingeschakeld worden, speciaal nadat aan het eind zijtakken van R- tot N-sterren en van S-sterren (met andere banden) waren bijgevoegd, en aan het begin de O-sterren waren aangehecht. Zo kwam na vele jaren werk de grote „Henry Draper Catalogue” tot stand, die

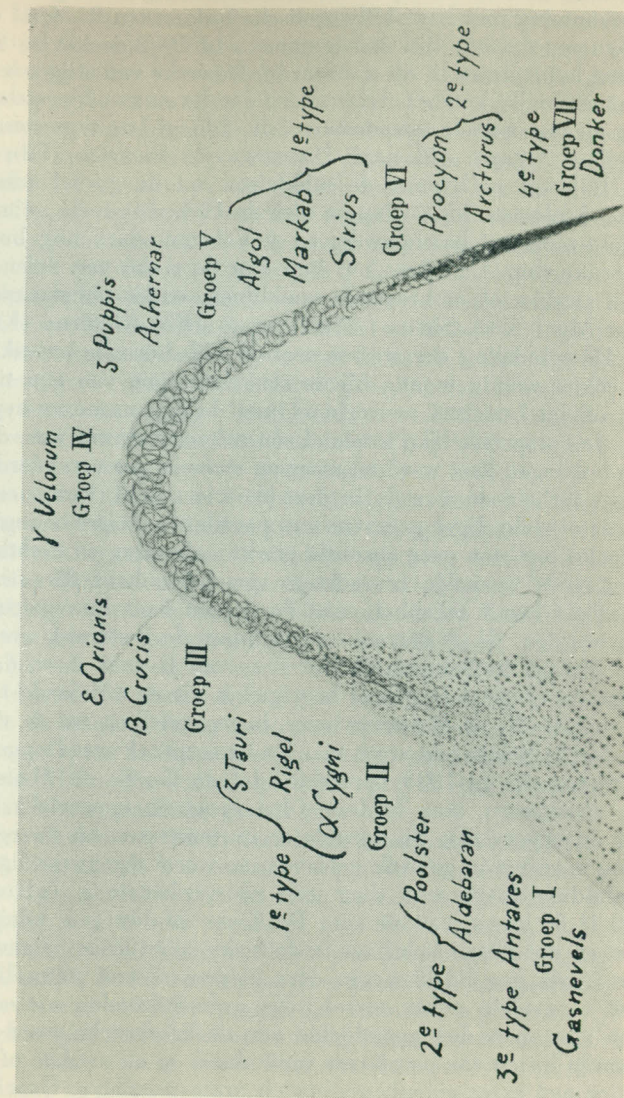


Harvard typen van sterspectra.

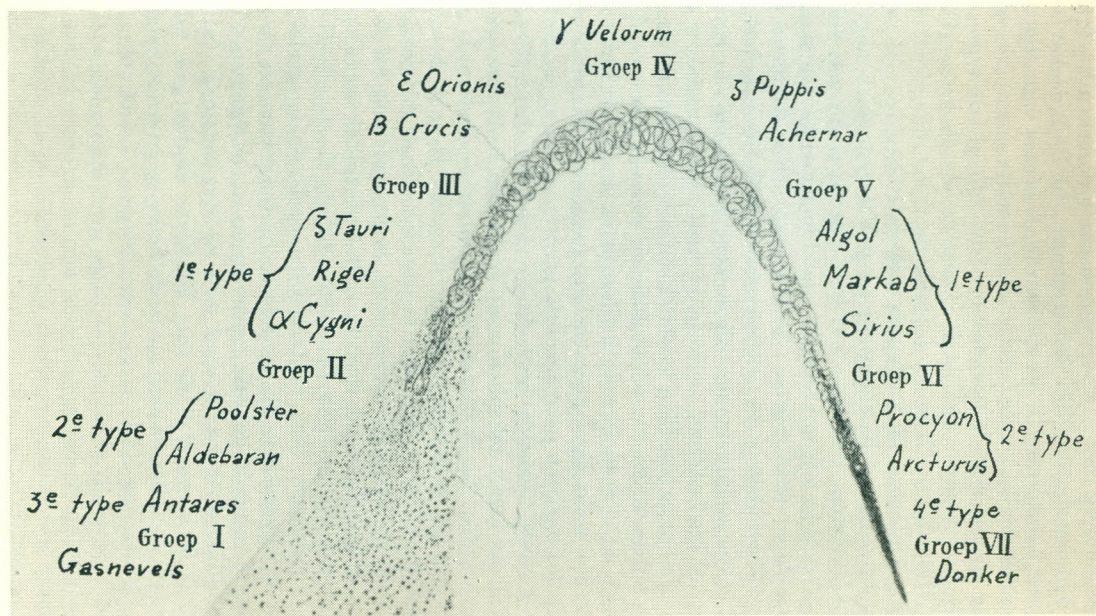
de grootte en het spectrum van ruim 225.000 sterren bevat, en in de jaren 1918—24 in negen delen van de Harvard Annals gepubliceerd werd.

De letter O was gebruikt voor een paar zeldzame spectra, die op de continue achtergrond heldere, meestal brede emissielijnen vertoonden, waarvan twee met golflengten 4686 en 4650 de opvallendste waren. Enkele sterren van de 5de en 6de grootte in de Zwaan met deze merkwaardige spectra waren reeds in 1867 visueel door de Parijse astronomen WOLF en RAYET opgemerkt, en daarom werd dit type vaak als Wolf-Rayet-sterren aangeduid. PICKERING vond op de platen van de Zuidelijke hemel een ster van de 2de grootte in het Schip,  $\gamma$  Velorum, die er ook toe behoort als de helderste van allen. Nog belangrijker was in 1896 een tweede vondst (zie blz. 387); in het spectrum van een andere heldere ster in het Schip,  $\zeta$  Puppis, vertoonden zich midden tussen de regelmatige reeks van waterstoflijnen andere lijnen in zo volkomen regelmatige afwisseling, dat ze door dezelfde formule van BALMER waren weer te geven, als men daarin inplaats van de gehele getallen 3, 4, 5 enz. de waarden  $3\frac{1}{2}$ ,  $4\frac{1}{2}$ , enz. inzet. Eerst werd dus deze „Pickering-reeks” aan waterstof in abnormale toestand toegeschreven, en RYDBERG toonde aan, dat daartoe dan ook de lijn 4686, met een golflengte  $\frac{5}{7}$  maal die van de eerste Balmerlijn, moest behoren. Daar deze Pickering-reeks in de O-sterren deels als emissie-, deels als absorptielijnen optreden, werd een brug geslagen naar de B-sterren, waar ze zich ook als zwakke absorptielijnen vertonen. Zo vond de klasse O haar plaats vóór aan de reeks van spectra, vóór de B-sterren.

De reeks der spectraalklassen, ook met deze letteraanduiding, is een enkele lineaire reeks, die van O en B naar M en N een afdalende reeks van hoge naar lage temperatuur vormde. Onwillekeurig werd daaraan de door VOGEL uitgesproken voorstelling verbonden, dat dit tegelijk een ontwikkelingsreeks was, die alle of de meeste sterren door geleidelijke afkoeling moesten doorlopen — vandaar de nog steeds gebruikelijke namen van vroege en late stertypen. Daartegenover wees MONCK er in 1892 op, dat hij dubbelsterren dikwijls een heldere rode hoofdster verbonden is met een blauwwitte begeleider, maar het omgekeerde, een heldere witte ster met een zwakke rode begeleider niet voorkomt, wat men bij deze ontwikkelingsgang toch zou moeten verwachten. Een geheel andere theorie was echter reeds in de voorafgegane jaren door LOCKYER opgesteld. LOCKYER heeft niet alleen de spectraalanalyse door tal van practische instrumenten en ontdekkingen verrijkt, maar daarnaast ook door originele theoretische, soms min of meer fantastische inzichten naam gemaakt, die hij uitvoerig in een aantal werken, o.a. in zijn in 1887 verschenen „Chemistry of the sun” en in 1900 in „Inorganic Evolution” beschreef. Door zijn waarnemingen van spectra op de zon en in het laboratorium was hij tot de overtuiging gekomen — in 1878 het eerst uiteengezet — dat onze chemische elementen niet elementair zijn, maar opgebouwd uit oerstoffen, „proto-elementen”, waarin hun atomen weer uiteenvallen bij grote hitte of in de sterke ontladingen van elektrische vonken. Deze waren kenbaar aan bijzondere lijnen, die hij versterkte lijnen, „enhanced lines” noemde, en die bij ons „vonklijnen” (in tegenstelling tot „booglijnen”) heten, omdat ze bij overgang van het boogspectrum van een element naar het vonkspectrum versterkt worden. Het waren, zoals hij in 1900 opmerkte, dezelfde lijnen, die Miss MAURY als c-lijnen had afgezonderd. Op zijn vele opnamen van ster-spectra vond hij, dat in bijna elk der typen sommige sterren deze vonklijnen



Ontwikkelingslijn van de sterren volgens LOCKYER.  
(Met bijvoeging van de type-sterren, uit 1900.)



Ontwikkelingslijn van de sterren volgens LOCKYER.  
 (Met bijvoeging van de type-terren, uit 1900.)



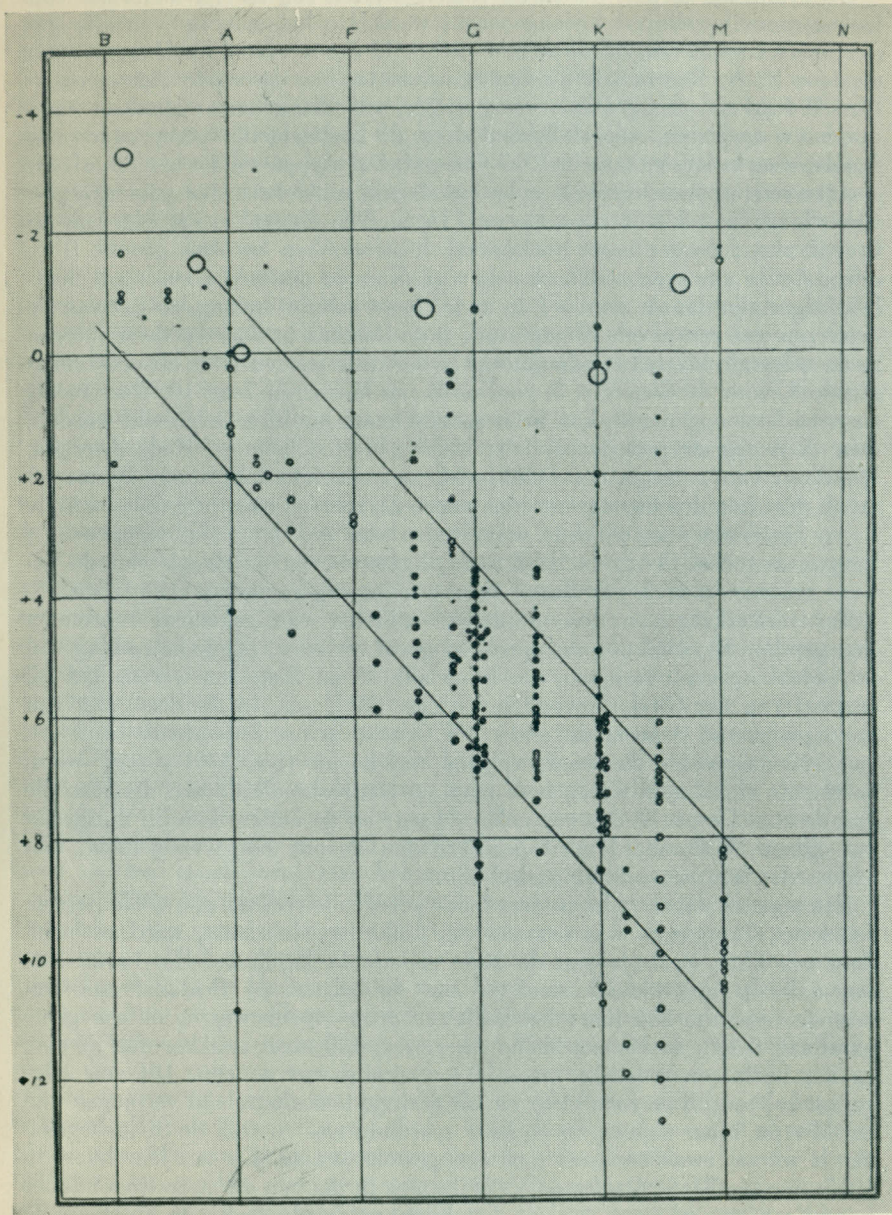
zeer sterk, andere sterren deze zeer zwak hadden; de eerste beschouwde hij dan als een meer oorspronkelijke toestand, waarin de proto-elementen een grotere rol speelden. Zo kwam hij er toe om in de ontwikkeling der sterren — in overeenstemming met LANE's theoretische uitkomsten — eerst een opstijgende en dan een dalende lijn aan te nemen. In 1902 deelde hij 470 heldere sterren met hun spectra in dit systeem in. De reeks van stijgende temperaturen begon met de ijle, koude nevelvlekken; dan kwamen onder geleidelijke samentrekking en toenemende temperatuur 3de, 2de en 1ste type sterren met sterke vonklijnen: Antares (M naar Harvard), de Poolster (F8), Deneb (A2), Rigel (B8), tot  $\epsilon$  Orionis, de middelste van de gordel van Orion (B0); naderhand plaatste hij  $\zeta$  Puppis met de Pickering-reeks, die hij als lijnen van proto-waterstof beschouwde, en  $\gamma$  Velorum daar nog boven als hoogste temperatuurtop. Van deze top liep dan de reeks van dalende temperaturen, met zwakke of ontbrekende vonklijnen, onder voortgaande concentratie, over Algol (B8), Sirius (A0), Procyon (F5) Arcturus (K0) naar de N-sterren. Deze indeling der sterren met de bijbehorende ontwikkelings-theorie vond echter weinig ingang bij de sterrekundigen van zijn tijd; wel voornamelijk, omdat LOCKYER ze verbond met de z.g. meteoren-hypothese, volgens welke de oorspronkelijke toestand een meteorenzwerm was, die door de onderlinge botsingen heet werd en meer en meer in gas veranderde.

Wat er aan waarheid en waarde in deze theorie school, kwam eerst aan het licht toen de overvloediger gegevens van parallaxe en eigenbeweging verzekerde conclusies toelieten over absolute grootte, afmeting en dichtheid der sterren. In de reeds vermelde reusachtige verscheidenheid der sterren in absolute helderheid kwam tekening, toen de sterren naar hun spectraaltype onderscheiden werden. De A-sterren, en nog meer de B-sterren, overtreffen gemiddeld de zon ver in lichtkracht; dat deze van B naar A en dan naar F en G regelmatig afneemt is geheel begrijpelijk uit de afdalende temperaturen. Maar voor de K- en M-sterren nam, in tegenstelling tot de verwachting, de gemiddelde lichtkracht weer toe. De tegenspraak werd opgehelderd door HERTZSPRUNG, die in 1905 opmerkte, dat de G-, K- en M-sterren in twee soorten voorkomen, zeer heldere (dus groot in oppervlak) en zeer zwakke (klein in oppervlak); hij noemde ze reuzensterren en dwergsterren. Deze benaming is sedert in gebruik gebleven, en wordt tegenwoordig aan de spectrum-aanduiding toegevoegd door een vóórgeplaatste *g* (giant) en *d* (dwarf); *dG0* is de klasse van de zon. De K- en M-dwergen, talrijk maar zwak van licht en dus alleen zichtbaar in de kleine allernaaste omgeving van de zon, tellen in de gemiddelden van deze klassen niet of nauwelijks mee naast de ijler verspreide reuzensterren, die over duizenden malen groter ruimte te zien zijn en zo het gemiddelde van de lichtkracht groot maken; ze treden alleen in lijsten van parallaxen individueel op als zwakke of telescopische sterretjes met grote eigenbeweging en grote parallaxe. Daarbij vond HERTZSPRUNG tegelijk, dat de *c*-sterren van Miss MAURY zich alle onderscheiden door geheel onmerkbare parallaxen en buitengewoon geringe eigenbeweging, dus dat ze op zeer grote afstand staan en een grote lichtkracht moeten hebben „zij zijn als de walvissen onder de vissen”, zoals hij het met een treffend zoölogisch beeld uitdrukte; supergiganten zijn ze naderhand dikwijls genoemd. Ook de veranderlijke sterren van het  $\delta$ -Cephei-type vertonen het karakter van *c*-sterren en moeten dus ook, wat wij boven reeds vermeldden, uiterst ijle reusachtige gasbollen zijn.

Nu kwam het te pas, dat in de volgende jaren een zo rijk materiaal van betrouwbare parallaxen bijeengebracht werd. De behandeling van alle gegevens over spectrum, lichtkracht en dichtheid der sterren door HERTZSPRUNG en door H. N. RUSSELL te Princeton leidde tot het beroemde Hertzsprung-Russell-diagram, een grafisch voorgestelde betrekking tussen absolute magnitude en spectrum, vooral bekend door de herhaaldelijk gereproduceerde figuur, waarin RUSSELL ze in 1913 weergaf. De stippen stellen hier de afzonderlijke sterren voor, de grote open cirkels zijn middelwaarden voor groepen van sterren met kleinere parallaxen. De sterren liggen in dit diagram in twee stroken; de ene loopt horizontaal omstreeks een absolute grootte 0 — d.w.z. dat in alle spectraalklassen de reuzensterren omstreeks 100 maal lichtkrachtiger zijn dan de zon —; de ander loopt schuin omlaag, zo dat van de A-sterren met een absolute magnitude 0 de lichtkracht voor de dwergsterren in de volgende klassen steeds afneemt: voor de F-sterren is de absolute magnitude 3, voor de G-sterren 5, voor de K- en M-sterren 7 tot 10. Deze reeks, zo werd later opgemerkt, kon beter met de naam hoofdreks betiteld worden, daar de overgrote meerderheid der sterren hiertoe behoort. Rode dwergen, M-sterren van zeer geringe lichtkracht, met absolute magnitude 10 tot 15 zetten deze hoofdreks naar beneden voort. Zij zet zich naar boven voort in de B- en O-sterren, met absolute magnituden van  $-1$  tot  $-5$ ; en op gelijke hoogte, met dezelfde grote lichtkracht, liggen boven de strook van de gewone reuzensterren de zeldzame *c*-sterren of supergiganten van alle typen.

Ter versterking van deze duidelijke splitsing van gekleurde reuzen en dwergen kon RUSSELL nog een sprekend geval vertonen. Bij de bewerking van de bedekkingsveranderlijken, die bijna alle A- en B-sterren waren, had hij er twee van het G-type gevonden, de een (W Ursae, in de Beer) met een omloopstijd van 8 uren, de ander (W Crucis, in het Zuiderkruis) met een van 198 dagen. De daarvoor, volgens wat boven (blz. 370) gezegd werd, berekende dichtheden waren twee maal en een zeshonderdduizendste van die van de zon. De een is dus een echte dwerg; en de andere kan bij die graad van ijelheid, vijfhonderd maal geringer dan de ons omgevende lucht, niet anders dan een reusachtige gasbol zijn.

Een vreemd element, dat in deze beide geordende reeksen niet wilde passen, en in het diagram als een eenzame stip links beneden staat, werd gevormd door een klein sterretje van de 10de grootte in Eridanus. Het vormt met een naburig nog kleiner sterretje een dubbelster,  $o_2$  Eridani; met een periode van ruim 200 jaar; het heeft een grote eigenbeweging en een grote parallaxe,  $0,20''$ , dus is een kleine dwergster, 400 maal zwakker dan de zon, en het heeft een redelijke massa 0,4 van die van de zon. Dit zou alles gepast hebben bij de rode kleur en het geringe lichtuitstralend vermogen van het M-type. Maar ze was wit en haar spectrum was A. Ook de Siriusbegeleider is uiterst zwak en heeft toch een gewone massa. En een jaar later, in 1915, slaagde W. S. ADAMS op Mt Wilson er in om van dit sterretje, ondanks het felle Sirius-schijnsel, waarin het bijna verdronk, toch een spectrum te krijgen; en ook dit bleek een A-spectrum te zijn, met enkel sterke waterstoflijnen. Deze voegde zich dus als tweede bij het Eridanus-sterretje; als „witte dwergen” moeten ze in het diagram apart staan; ver links van de hoofdreks. Dit symboliseerde het volkomen raadselachtig karakter van zulk een ster met haar geringe lichtkracht en toch sterk lichtuitstralend vermogen: óf de



Lichtkracht-spectrum-diagram volgens H. N. RUSSELL (Nature 1914).

ster was werkelijk klein, met een klein volume, en dan moest haar dichtheid 60.000 maal groter zijn dan die van water, óf er was slechts een klein stukje stralend oppervlak op een grote donkere bol; wat alle denkbeelden omtrent het wezen van een ster in het gezicht sloeg; beide voorstellingen waren even absurd.

RUSSELL heeft in 1913 dadelijk dit diagram met de door LANE theoretisch berekende ontwikkeling vereenzelvigd. De tak van opgaande temperatuur van rode reuzen naar A en B wordt dan door de horizontale strook voorgesteld; hier compenseren de toenemende temperatuur en het afnemend oppervlak elkaar tot een gelijkblijvende lichtkracht. Op de dalende tak nemen temperatuur en oppervlak beide, en dus de lichtkracht in nog sterker mate af. En hij wees er op, dat nu LOCKYER's opvatting toch bevestigd werd, nu stevig gefundeerd in de gegevens van parallaxe en lichtkracht. De beide stroken in het diagram corresponderen met LOCKYER's stijgende en dalende ontwikkelingslijn; maar zijn toewijzing van alle 3de type sterren aan de stijgende en alle 4de type aan de dalende lijn was te ruw geweest. En nu pasten zich ook de spectraalverschillen harmonisch in dit beeld in. Want de vonklijnen, de „enhanced lines”, die bij LOCKYER de ijle sterren op de stijgende lijn karakteriseerden, waren identiek met de speciale *c*-lijnen van Miss MAURY, het attribuut van de grootste en ijste supergiganten.

De samenhang tussen de lichtkracht van een ster en de sterkte van de vonklijnen in het spectrum, zo markant in de *c*-sterren, vertoonde zich ook, natuurlijk in geringer bedrag, bij vergelijking van de gewone reuzen en dwergen. Deze kwalitatieve verschillen behoeften slechts in exacte kwantitatieve maat gepreciseerd te worden om uit de lijnsterkten in het spectrum de absolute grootte van de ster te kunnen vinden. KOHLSCHÜTTER en ADAMS hebben op de Mt Wilson-sterrewacht deze methode practisch ontwikkeld, waarbij de schaal der omzetting voor elke spectraalklasse apart empirisch uit sterren van (meest door parallaxe) bekende lichtkracht gecalibreerd werd. Uit de aldus afgeleide absolute grootte en de bekende schijnbare grootte van de ster volgde dan onmiddellijk haar afstand en haar parallaxe. Zo beschikte men op ongedachte wijze over een middel om parallaxen te vinden, die veel te klein waren voor directe meting; want als de ster maar helder genoeg was om haar spectrum te kunnen opnemen was de parallaxe te vinden, hoe klein ook. Zulke „spectroscopische parallaxen” die gemiddeld tot op  $\frac{1}{5}$  van hun bedrag betrouwbaar waren, zijn in de jaren 1914—18 op Mt Wilson voor ruim 1400 sterren van de F-, G- en K-klasse afgeleid. En deze methode om uit de spectraallijnen de lichtkracht en daaruit parallaxe en afstand te bepalen, werd weldra op tal van andere sterrewachten nagevolgd.

Ondertussen was nu ook in de physica de grote stap gedaan, die aan al deze empirische ontdekkingen en methoden een theoretische basis en een volledige verklaring zou geven. Onmiddellijk nadat in 1913 BOHR zijn atoomtheorie had opgesteld, kon hij daarbij een verklaring van de Pickering-reeks in de O-sterren geven. Niet waterstofatomen maar geïoniseerde heliumatomen — die dezelfde structuur hebben met slechts één electron, maar met 4 maal zwaardere kern, waardoor de spectraallijnen tweemaal zo dicht bij elkaar staan, — waren de oorsprong van deze reeks. En daardoor stond meteen

vast, dat de O-sterren, ofschoon hun kleur vaak wat geler was, toch in temperatuur boven de B-sterren met het geïoniseerde helium staan. Geïoniseerde atomen, atomen die een van hun electronen verloren hebben, bleken het nu ook te zijn, die LOCKYER's „enhanced lines”, onze vonklijnen, de karakteristieke c-lijnen van Miss MAURY uitzenden en opslorpen. LOCKYER had dus wel gelijk gehad, dat door hoge temperaturen en sterke ontladingen de atomen der elementen uiteenvallen. Maar hij had ongelijk toen hij daarbij aan oer-elementen dacht; ze vallen uiteen in geïoniseerde atomen en vrije electronen.

Ionisatie, enkele en ook meervoudige, trad nu naar voren, naast de gewone absorptie en emissie, als de beheersende factor in de veelsortige stralingen der sterren. Voor de astrophysica werd de leer van de ionisatie bovenal vruchtbaar, sinds de Bengaalse physicus MEGH NAD SAHA in 1920 de ionisatie-formule afleidde, die de graad van ionisatie van elk soort atomen als functie van temperatuur en drukking deed kennen. De sterkte van een spectraallijn wordt nu een kwantitatief berekenbare grootte, bepaald door de fysieke gesteldheid in de atmosfeer; en omgekeerd is nu de fysieke toestand uit de lijnintensiteiten in het spectrum af te leiden. Zo werd de ionisatieformule het uitgangspunt voor een kwantitatieve behandeling van de sterspectra. SAHA kon reeds dadelijk de hoofdtrekken van de opeenvolgende spectraaltypen van O en B over A, F en G naar K en M, het achtereenvolgens optreden van helium-, van waterstof- en van metaallijnen, verklaren als een uitvloeisel van enkel temperatuurverschillen. Had men vroeger bij de namen heliumsterren, waterstofsterren, metaalsterren aan verschillende chemische samenstelling gedacht, nu bleek, dat het enkel temperatuurverschillen waren, die ook bij volkomen gelijke chemische samenstelling der steratmosferen al deze verschillende spectra konden voortbrengen. En de formule van SAHA, die de toename van ionisatie bij afnemende druk en dichtheid aangaf, verklaarde meteen de grotere sterkte der vonklijnen bij de volumineuze en daardoor uiterst ijle reuzensterren. Door het theoretisch werk van H. N. RUSSELL, die in 1922 de ionisatieformule practisch bruikbaar maakte voor de astronomie, en van E. A. MILNE te Oxford, die de theorie van de steratmosferen uitwerkte, en het praktische werk van CECILIA H. PAYNE, die dit sinds 1924 op het materiaal van de Harvard-spectra toepaste, kreeg de studie van de sterspectra nu haar vaste grondslag en moderne vorm. Het bleek nu, dat voor normale sterren twee parameters het spectrum bepalen: de effectieve temperatuur, die de sterkte van de uit de ster tredende energiestroom meet, en de gravitatie, de sterkte van de zwaartekracht aan het steroppervlak, die de dichtheids-gelaagdheid in de atmosfeer bepaalt en, klein bij reuzensterren, groot bij dwergsterren, die intensiteitsverschillen in vonk- en booglijnen bewerkt, die empirisch als een geheimzinnig effect van absolute lichtkracht werd aangezien en behandeld. Doordat nu de lijnsterkten in een sterspectrum van de zwaartekracht blijken af te hangen, is het niet meer geheel juist wat wij vroeger zeiden: dat alleen bij dubbelsterren de massa van een ster te vinden is. Want de gravitatie, dus de massa, bij elke ster moet nu uit het spectrum af te leiden zijn, mits de metingen voldoende nauwkeurig zijn en de theorie voldoende is uitgewerkt.

Hoever liggen de temperaturen van de sterren uiteen? De eerste pogingen om hun temperatuur te meten berustten op de verdeling van intensiteit over

het spectrum; bij hetere sterren dan de zon zijn de kleine golflengten, blauw en violet relatief sterker, de lange golflengten, geel en rood relatief zwakker dan bij de zon; en bij koelere sterren omgekeerd. De formule van PLANCK veroorloofde uit de gemeten intensiteitsverschillen de temperatuur in getalmaat te berekenen. WILSING en SCHEINER te Potsdam deden 1905—1910 visuele metingen van een aantal punten in het spectrum bij 109 sterren van verschillende spectraalklassen; een gloeiend lichaam van bekende temperatuur was de standaard van vergelijking. ROSENBERG in Tübingen publiceerde in 1914 metingen op fotografische spectra van 70 sterren, vergeleken met de zon. De uitkomsten liepen nogal uiteen: de Potsdammers vonden voor de klassen A0 en M0 9300° en 3100°, ROSENBERG voor dezelfde 28000° en 2600°. Het bleek spoedig, dat de straling der sterren enigszins anders is dan die van een volkomen zwart lichaam, dus dat de formule van PLANCK niet zo maar toepasselijk is. Strikt genomen kwam daarmee alles op losse schroeven te staan, tot tijd en wijle een goede theorie van de straling der steratmosferen zou zijn opgesteld. Practisch was echter door empirische verfeining en betere uitsluiting van foutenbronnen heel wat te bereiken; voor A0-sterren wordt nu meestal 10—11000°, voor M0-sterren ongeveer 3000° aangenomen.

De heliumsterren, klasse B, liggen boven de A0; doordat ze meest verwijderd zijn en daardoor dikwijls iets geel gekleurd door absorptie in de ruimte, zouden dit soort metingen een veel te lage temperatuur geven. Hier konden de spectraallijnen echter uitkomst geven. Door het optreden en weer verdwijnen van de lijnen van enkel, dubbel en drievoudig geïoniseerd silicium in de A-, B- en O-sterren te vergelijken met de uit de temperatuur berekende ionisatiegraad van deze atomen, kon CECILIA PAYNE in 1924 voor de onderafdelingen van het B-type een temperatuurschaal vaststellen, die van 15000° voor B5 naar 20000° voor B0 opliep. Dan komt men bij de eerste O-sterren met 25000° tot 30000°; bij de verderen geeft dan de toenemende sterkte van de lijnen van geïoniseerd helium, evenals die van de even moeilijk te ioniseren zuurstof-, stikstof- en koolstofatomen (deze bewerken de vroeger vermelde heldere lijn 4650A) aanwijzing van nog hogere temperaturen. Maar hoe hoog? Hierop is antwoord gegeven door de onderzoekingen van ZANSTRA in 1925.

Bij sterren van zo hoge temperatuur, 30000° en hoger, ligt zo goed als alle straling ver in het ultraviolet, in golflengten, die niet op ons oog inwerken, en zelfs onze fotografische platen niet aandoen, omdat alles wat beneden de golflengte 3000A ligt, door een ozonlaag hoog in onze atmosfeer volledig wordt opgeslorpt. De grotere golflengten, waardoor wij zulk een ster zien of fotograferen, maken als uiterste randje van het spectrum slechts een zeer klein percentage van haar gehele straling uit. Maar de snelste trillingen, de zeer korte golflengten beneden 911A, die hier zo massaal optreden, bestaan uit grote lichtquanten, die een sterke ioniserende kracht op de waterstofatomen uitoefenen welke zich in de omgevende ruimte bevinden. Als deze geïoniseerde waterstofatomen zich dan weer verenigen met electronen, stralen zij allerlei waterstoflijnen uit, ook de Balmer-reeks, en daarvoor is ons oog en onze spectrograaf gevoelig; wij zien die omgevende ijle materie als een lichtende nevelvlek, in het eenvoudigste geval als een ronde „planeetnevel”, die in het spectrum heldere waterstoflijnen vertoont. Dit is het dus, wat

vroeger luminescentie heette. Inderdaad had WRIGHT op de Lick-sterrewacht in 1918 kunnen vaststellen, dat de centrale sterren in de planeet- en ringnevels alle het O-spectrum vertonen. Van het totale sterlicht kunnen wij bijna niets direct waarnemen; het getransformeerde licht, dat we als omgevend nevellicht zien is veel sterker dan wat wij van de ster zelf zien. Van dit verschil ging ZANSTRA uit; naarmate de temperatuur hoger wordt, wordt de tegenstelling sterker; een uiterst zwak haast onzichtbaar sterretje in een heldere nevelvlek moet dan een zeer hoge temperatuur bezitten. Zo kon hij de temperaturen van de centrale sterren van verschillende nevelvlekken op  $34000^{\circ}$  tot  $40000^{\circ}$  vaststellen, en nog enkele veel hogere, tot  $70000^{\circ}$  toe.

Dit was nog niet alles. In 1926 had de Californische physicus BOWEN eindelijk het raadsel van de geheimzinnige groene emissielijnen in het spectrum van de nevelvlekken opgelost, waarvoor men indertijd een nieuw fantastisch element „nebulium” had bedacht. Zij worden uitgestraald door enkel- en dubbel-geïoniseerde zuurstof- en stikstofatomen. Zij ontstaan door overgangen, die in laboratoriumproeven en in gewone steratmosferen nooit optreden, doordat ze zo moeilijk en schaars zijn, dat ze bij de andere gewone overgangen achterblijven. Maar in de verre nevels, waar deze andere en door de ijelheid en door de zwakheid van de straling uitblijven, krijgen ze hun kans. De grootste lichtquanten van de allerkleinste golflengten in de sterstraling — die dus bij de allerhoogste temperaturen het talrijkst zijn — geven overmatige voor de waterstofionisatie niet meer nodige energie aan deze zuurstof- en stikstofatomen af, om ze te ioniseren en tot lichten te brengen. Hoe hoger de temperatuur van de ster, des te sterker zullen dan de nebuliumlijnen zijn ten opzichte van de waterstoflijnen. WRIGHT had reeds de nevelvlekken naar de relatieve intensiteit van deze diverse lijnen in het spectrum gerangschikt als hoger en lager geëxciteerde stralingen; nu bleek, dat dit inderdaad een natuurlijke rangschikking was naar hoger en lager temperatuur. De beide beroemde grote onregelmatige nevelvlekken, in Orion en in het Schip, krijgen hun stralingen uit groepjes van O-sterren — in Orion het bekende „trapezium” of viervoudige ster  $\theta$  in het Zwaard — die een „matige” temperatuur van niet meer dan  $30000^{\circ}$  hebben, dus spectra van geringe excitatie, met zwakke nebuliumlijnen leveren. Daarnaast bleken enkele planeetnevels met temperaturen (van de onzichtbare centraalster) tot boven  $100.000^{\circ}$  voor te komen.

Hoe staat het nu aan de andere zijde van de temperatuurschaal? De temperatuur van  $3000^{\circ}$  voor een rode M-ster als Betelgeuze geldt voor de M0 (of Ma zoals ze vroeger heette), de ondergroep met nog weinig ontwikkelde absorptiebanden; de typische reeds door SECCHI beschreven banden, waarvan FOWLER in 1907 ontdekte, dat ze door titaniumoxyd geabsorbeerd worden, treden eerst in volgende, koelere ondergroepen op. Daar de hoofdmassa van de straling bij deze lage temperaturen in het infrarood ligt, is slechts een klein gedeelte aan de ene kant zichtbaar als rood licht. De veranderlijke sterren van lange periode, zoals Mira, hebben een dergelijke lage temperatuur, in het minimum nog lager dan in het maximum, maar deze is door de sterke absorpties moeilijk te bepalen. De sterk rode N-sterren worden meestal op  $2000^{\circ}$  opgegeven. Uit metingen van de warmtestraling met de radiometer vonden PETIT en NICHOLSON op Mt Wilson in 1928 voor Mira en enige soortgenoten in het maximum waarden van omstreeks  $2400^{\circ}$  tot

$2000^{\circ}$ ; in het minimum daalden deze tot  $1300^{\circ}$  à  $1400^{\circ}$ . Sterren van zo lage temperatuur worden visueel al haast onzichtbaar, al vertegenwoordigt de infrarode straling nog een groot bedrag aan energie. Zo voelt men zich hier in gebieden komen van werkelijk „donkere” sterren, met temperaturen om en beneden  $1000^{\circ}$ . Wanneer hier, naar te vermoeden is, de massa's ook kleiner zijn, beneden  $1/10$  van de zonsmassa, dan zou hier een overgang kunnen zijn naar nog kleinere donkere massa's zoals wij in de grote planeten kennen.

In verband met deze zwaklichtende rode sterren moeten wij onze aandacht een ogenblik wijden aan de vraag, hoe groot (niet in helderheid, maar in schijnbaar oppervlak) de sterren zich vertonen. Wij spreken over de sterren altijd als lichtpuntjes. Dat wil zeggen, dat hun afmetingen te klein zijn om ze als schijfjes te zien. Maar hoe klein is dat? Dit was gemakkelijk uit te rekenen. Wanneer een ster als Capella dezelfde kleur, dus dezelfde oppervlaktetemperatuur heeft als de zon, moet zij in dezelfde verhouding een kleiner oppervlak vertonen als ze zwakker van licht is. Daar haar lichtsterkte 40.000 miljoen maal kleiner is dan die van de zon, moet haar schijfje een 200.000 maal kleiner middellijn hebben dan de zon, dus omstreeks  $0,01''$ . Dat is inderdaad te klein om met onze kijkers gezien te kunnen worden. Doordat het licht uit golfjes van omstreeks  $1/2000$  mm golflengte bestaat moet volgens de theoretische optika zuiver evenwijdig, van één punt komend licht door een kijker van één meter opening zich als een diffractieschijfje van  $0,1''$  middellijn vertonen, dus tien maal groter dan het werkelijke schijfje van een ster als Capella. Eerst bij een kijkeropening van 10 meter zou het diffractieschijfje tot een middellijn van  $0,01''$  gekrompen zijn.

In 1890 kwam de Amerikaanse physicus A. A. MICHELSON op het denkbeeld, dat zulk een klein sterschijfje toch merkbaar gemaakt kon worden. Door het sterlicht op twee spiegels op 10 meter afstand op te vangen en het dan in één kijker samen te brengen ontstaat op het diffractieschijfje een interferentiepatroon van donkere en lichte strepen op de bij de 10 meter behorende afstand van  $0,01''$ . Heeft de ster echter zelf een schijfje van die afmeting, dan vloeien de lichte en donkere strepen in elkaar en worden onzichtbaar. Het duurde tot 1919 vóór op Mt Wilson deze gedachte praktisch verwezenlijkt werd door het bouwen van een z.g. interferometer. Maar toen gelukte het ook inderdaad aan ANDERSON en PEASE, om van enkele heldere rode sterren de middellijnen te meten: bij Betelgeuze  $0,045''$ , bij Antares  $0,040''$ , bij Arcturus  $0,022''$  en bij Mira, met haar zwak lichtuitstralend vermogen  $0,056''$ . Rode sterren alleen hebben door hun zwakke straling schijven, die groot genoeg zijn om aldus te worden gemeten. Op zich zelf leren deze uitkomsten niets, dat men niet reeds wist of verwachtte; dit kan echter bij verder werken nog komen. In elk geval mogen zij gelden als een triomf van de fysieke theorie over de beperktheid der techniek.

Dit alles handelt over de buitenkant van de sterren, het enige wat wij van hen kunnen waarnemen. Hoe staat het met hun binnenste?

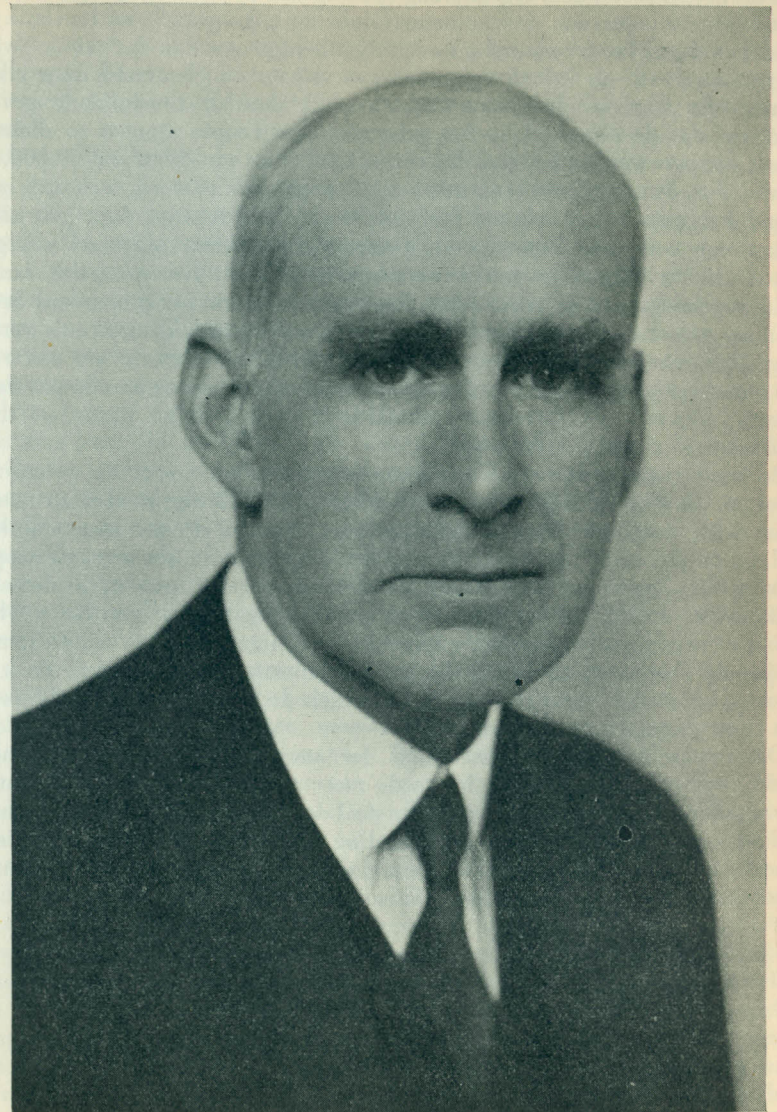
Bij de behandeling van de zon werd reeds EDDINGTON's onderzoek over haar inwendige bouw vermeld. Maar — hier blijkt hoeveel wijder het gezichtsveld van de wetenschap was geworden — de zon was maar een voorbeeld ter toepassing, het onderzoek handelde over de sterren in het alge-

meen. Het werk, waarin EDDINGTON in 1925 zijn onderzoekingen samenvatte, heette dan ook „*The internal constitution of the stars*”; en zijn nauwkeurige getallenwaarden zijn nog meer aan de best bekende sterren dan aan de zon ontleend.

De grondslag van deze theorie van de sterren werd gevormd door de leer van het stralingsevenwicht, het inzicht dat bij die hoge temperaturen van miljoenen graden de straling het enige, in elk geval het wezenlijkste mechanisme van warmte-overbrenging in het binnenste der sterren is. Drie nieuwe gezichtspunten worden dan in de opstelling van de voorwaarden voor mechanisch en thermisch evenwicht naar voren gebracht. Ten eerste de stralingsdruk — indertijd door MAXWELL uit zijn electriciteitstheorie afgeleid, maar in alle aardse proeven zo goed als onmerkbaar — die bij deze felheid van straling een groter of kleiner deel van de zwaartekracht compenseert, afhankelijk van de stralingsstroom van binnen naar buiten. Ten tweede de hoge graad van ionisatie; gehele schillen van electronen zijn door die felle stralingen van de atomen afgerukt, tot aan dezulke toe, die juist op de grens staan van beurtelings vrij en gebonden worden. In een eindeloos spel van afwisselende vereniging en splitsing van rondschietende atoomresten en electronen, van beurtelings opslorping en uitstraling van energie in alle richtingen, wordt deze van binnen naar buiten getransporteerd. Ten derde de voortdurende productie van energie in het binnenste, die deze energiestroom, dus de straling van de ster naar de buitenwereld in stand houdt. Deze drie bepalen de toestand van materie en energie binnen in de sterren.

Het belangrijkste resultaat was de massa-lichtkracht-wet, volgens welke de lichtkracht van een ster, behoudens enige kleinere wijzigingen naar de temperatuur, dus naar het spectraaltype, geheel door haar massa is bepaald, volgens een theoretisch vastgestelde relatie. Nu hadden te voren verschillende astronomen bij een onderzoek van dubbelsterren reeds opgemerkt, dat vrijwel onafhankelijk van het spectraaltype grotere lichtkracht en grotere massa doorgaans samengaan. Wat hier als een toevallige uitkomst uit beperkt materiaal te voorschijn was gekomen, bleek nu, in EDDINGTON's handen, een algemene wet van grote betekenis te zijn. Want dit gaf weer een geheel nieuwe kijk op de ontwikkeling der sterren en de betekenis van het Russell-diagram. Wanneer bij een ster met de gelijkblijvende massa ook de lichtkracht gelijk blijft, kan zij niet een ontwikkeling volgens de hoofdreeks volgen langs de lijn, die in het diagram schuin naar beneden loopt. Zo verloor de oude ontwikkelingsleer haar geldigheid en moest een nieuwe gezocht worden. Een andere verklaring bood zich nu aan: de sterren lopen in hun ontwikkeling volgens een horizontale lijn van constante lichtkracht, eerst naar links, doordat zij heter worden door contractie, daarna sterk gcondenseerd een eindje terug naar rechts, waardoor op de plaats van omkeer een ophoping ontstaat, die wij als hoofdreeks zien. Hoe geringer de massa van een ster, des te geringer ook de lichtkracht, dus des te lager loopt ze in het diagram; en des te minder ver komt ze naar rechts, d.w.z. des te minder hoge temperatuur bereikt zij.

EDDINGTON had de massa-lichtkracht-wet afgeleid in de veronderstelling, dat de stermaterie zich als een volkomen gas gedraagt, zoals voor de zeer ijle reuzensterren gevoeglijk kon worden aangenomen. Toen hij in 1924 de theorie met de gegevens over een groot aantal sterren vergeleek, speciaal om te zien



ARTHUR STANLEY EDDINGTON.

hoeveel zij voor de dichte dwergsterren mis was, bleek hem tot zijn verrassing, dat deze er evenzeer aan voldeden, dus dat zij zich gedroegen alsof zij ook uit ijl gas bestonden. Hij doorzag spoedig wat de oorzaak was; de atomen in de diepere lagen van de ster nemen door de hoge graad van ionisatie een zo klein volume in, dat zij ondanks een dichtheid groter dan die van de zwaarste metalen, toch als in een volkomen gas vrij en onbelemmerd door elkaar rennen. En niet minder onverwacht was de hierbij aansluitende gevolgtrekking, dat de aldus tot op het gebeente afgestroopte atomen zo dicht op elkaar kunnen worden gepakt, dat een materie van een dichtheid 60.000, die bij de witte dwergen berekend maar onmogelijk geacht werd, toch zeer goed mogelijk blijkt. In het volgend jaar gelukte het aan ADAMS, door gebruik te maken van een door EINSTEIN uit de relativiteitstheorie afgeleide wijziging van de lichttrillingen in een zwaartekrachtsveld, uit het spectrum van de Siriusbegeleider aan te tonen, dat daar een zwaartekrachtspotentiaal heerst 20 maal groter dan op de zon, in overeenstemming met EDDINGTON's verklaring. Dus moest zulk een reusachtige dichtheid van materie als een reëel feit in het heelal aanvaard worden. Maar niet, zonder dat ze aan de fysische theorie, blijkend uit de naam „ontaarde materie”, enige harde — maar voedzame — noten te kraken gaf.

Zo heeft EDDINGTON's werk het binnenste der sterren voor de wetenschap geopend. Daarop voortbouwend heeft MILNE in 1928 algemenere structuren behandeld; daaronder komen zodanige voor, waarbij de ster haar stabiliteit verliest, en ineenstort, snel inkrimpt tot een klein volume, een sterkcatastrophe, waarbij een ongewone hoeveelheid potentiële aantrekkingsenergie plotseling vrijkomt in een lichtuitbarsting — een verklaring tegelijk van het opvlammen van een nova, en van het ontstaan van kleine, op dichte witte dwergen gelijkende O-sterren, zoals wij die in de planeetnevels aantreffen. Zo komt men tot het stellen van de vraag of misschien de planeetnevels overblijfselen zijn van vroegere nova-uitbarstingen.

De wetenschap van de gesteldheid der sterren, inwendig en uitwendig, samengevat als astrophysica, is steeds meer tot een hoofdafdeling van de sterrekunde geworden, die het grootste deel der toenemende krachten en hulpmiddelen tot zich trekt. Haar ontwikkeling in de laatste twintig jaren is zo geheel met actuele vraagstukken gevuld, dat ze tot de wetenschap van nu behoort, en eigenlijk niet als geschiedenis kan worden behandeld.

#### 41. HET MELKWEGSTELSEL

Vormen de duizenden en millioenen sterren, die onze met kijkers versterkte ogen kunnen zien en die de ruimten om ons opvullen, een bijeenbehorend stelsel? WILLIAM HERSCHEL had die vraag als vanzelfsprekend bevestigend beantwoord, en het stelsel dadelijk in verband gebracht met de melkweg. Van nu af aan wordt de melkweg, precieser gezegd een midden door de melkweggordel gedacht vlak, het natuurlijke grondvlak voor alle structuur in de ster-

renwereld; en om deze structuur uit te drukken dienden in alle latere onderzoek de op dit grondvlak berustende coördinaten, galactische lengte en breedte.

HERSCHEL had in eerste verkenning deze sterrenruimte in stormpas tot aan de buitengrens doorkruist; aan de 19de eeuw was de taak om van binnen uit dit gebied, stap voor stap voortdruingend, geheel in bezit te nemen. In twee richtingen diende dit onderzoek te verlopen: enerzijds moest de ruimtelijke ordening der sterren, anderzijds de wet van hun beweging opgespoord worden.

Ruimtelijke ordening moet beginnen met inventarisering van de sterren naar plaats en grootte, dus oppervlakte-ordening over de hemelbol. Vooreerst werd dit nog nergens als uitgesproken doel van een sterrekundig onderzoek gesteld. De reeds vermelde vervaardiging van kaarten van telescopische sterren diende enkel voor het opsporen van kleine planeten. En de in catalogi verzamelde meridiaanwaarnemingen van zulke sterren moesten vooral ook dienen om vergelijkingssterren voor de plaatsbepaling van kometen en kleine planeten te verschaffen. Overigens was voor een goede inventarisering de grote nauwkeurigheid van de meridiaancirkel niet nodig, en waren daarvoor anderzijds deze catalogi te onvolledig en de grootten te ruw. Dat ze toch enigszins voor dit doel bruikbaar waren, bewees W. STRUVE door in 1847 op BESSEL's zônes een studie over de ruimtelijke verdeling van de sterren te baseren; hij leidde daarbij af in welke mate in de nabijheid van het melkwegvlak de zwakke sterren dichter opeengehoopt zijn dan op groter afstand ter weerszijden van dit vlak.

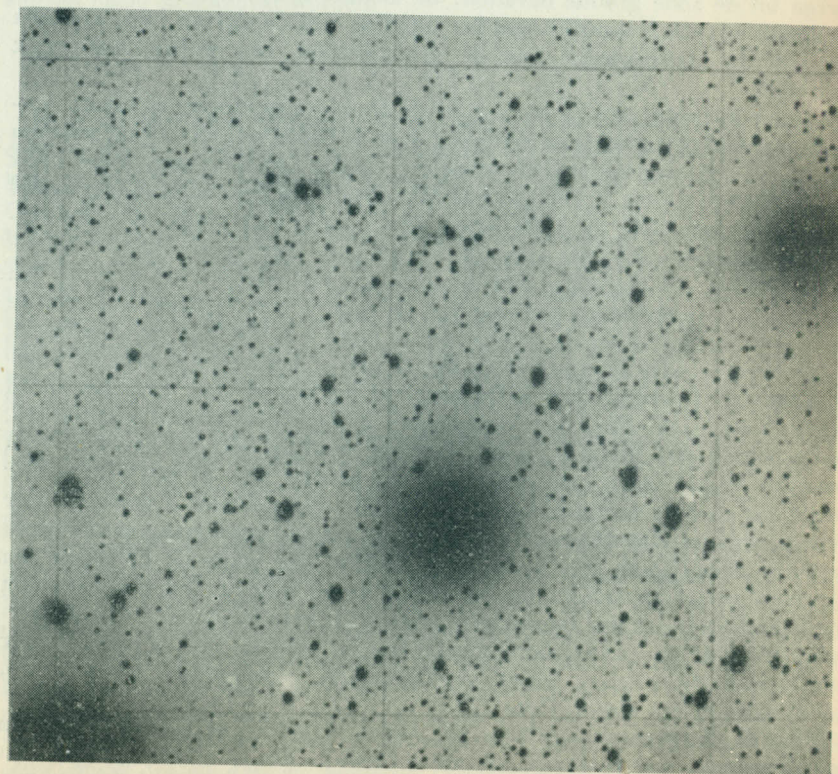
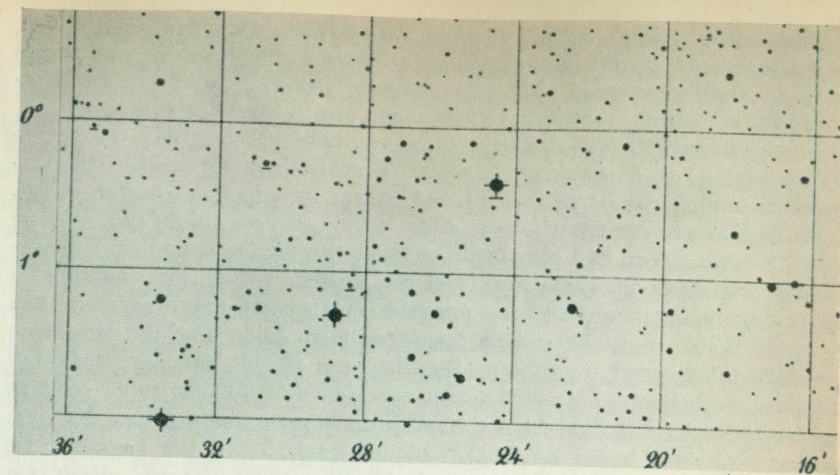
Goed inventariseren van de sterren werd voor het eerst gedaan door ARGELANDER te Bonn. Vermeld werd reeds zijn zorgvuldig naar hun grootte uitzoeken van de voor het blote oog zichtbare sterren. Nu vatte hij die taak op voor de telescopische sterren. Hij zag in, dat de oude manier van intekenen op het oog, door om beurten naar de sterren in de kijker en naar het papier van de kaart te kijken, moeizaam, tijdrovend en onnauwkeurig was. Hij bedacht een veel betere manier. De waarnemer zet zich voor een stilstaande kijker en ziet de sterren van ongeveer gelijke declinatie achter elkaar door het veld van de kijker trekken. Telkens als er een N-Z-gerichte streep in het veld passeert geeft hij een sein, dat de helper die op de klok kijkt noteert (dit tijdstip levert de rechte klimming). De aflezing aan een verdeelde schaal langs die streep (die de declinatie levert), zowel als de geschatte grootte worden meteen afgeroepen en genoteerd. Door twee overdekkingen van de hemel met zulke zônes werd voor contrôle en voor wat groter nauwkeurigheid als middelwaarden gezorgd. Door weloverwogen beperking van de nagestreefde nauwkeurigheid (tot volle tijdseconden in rechte klimming, tienden van boogminuten in declinatie) en door wisselijk niet verder dan de 9de grootte te gaan, dus met een betrekkelijk kleine kijker van maar 76 mm opening te werken, kon het werk voor het gehele Noordelijke half-rond van de hemel voltooid worden in 7 jaren, van 1852 tot 1859, een tijdsduur waarin het enthousiasme van de waarnemers (zijn assistenten THORMANN, KRÜGER en SCHÖNFELD) het onverzwakt kon uithouden. De naar deze catalogus, die ruim 324.000 sterren tot de grootte 9,5 omvatte, vervaardigde „Atlas van de Noordelijke sterrenhemel” overtrof alle vroegere kaarten verre in volledigheid en betrouwbaarheid. Beide, atlas en catalogus, bleken in de latere jaren steeds meer onontbeerlijke hulpmiddelen te zijn bij alle sterre-

kundig werk. Zelfs tot nu toe, ver in de 20ste eeuw, is voor statistische onderzoekingen de „Bonner Durchmusterung” nog steeds niet door beter materiaal overbodig geworden.

„Durchmusterung”, doormonstering van de Noordelijke hemel, noemde ARGELANDER de catalogus, met bewustheid de nadruk leggend op de ruwheid der sterplaatsen, waardoor alleen het grote doel, de volledige en zuivere inventarisering mogelijk was. En dit is de internationale naam geworden voor alle latere soortgelijke catalogi. Het eerst zette EDUARD SCHÖNFELD, ARGELANDER's leerling en opvolger te Bonn, het werk voort tot  $24^\circ$  Zuidelijke declinatie, om voor het planetoidenwerk de gehele ecliptica in te sluiten. Daarna begon in 1885 THOMÉ, GOULD's opvolger in Cordoba in Argentinië, het werk uit te breiden over de resterende Zuidelijke hemel, van af  $22^\circ$ . Maar hij nam een iets groter kijker, die de sterren tot de 10de en 11de grootte zichtbaar maakte, dus zijn programma werd groter; bovendien werd weldra de regeringssubsidie verminderd, zodat hij alle verdere herleiding zelf moest doen; en door irrigatiewerken in deze droge provincie kreeg hij meer last van wolken en nevels. Het gevolg was, dat hij veel langzamer opschoot, en dat bij zijn dood in 1908, hoewel er reeds 579.000 sterren gecatalogiseerd waren, het werk nog slechts tot  $62^\circ$  Z-declinatie gevorderd was, en eerst in 1930 door nieuwe waarnemers tot aan de Zuidpool voltooid kon worden. Daardoor, en door het pogen om de schaal der geschatte grootten telkens in overeenstemming te houden met fotometrische metingen, ontbreekt in de „Cordoba Durchmusterung” de vaste homogeniteit van het geheel, die juist voor statistische doeleinden de meest waardevolle eigenschap is.

Ook in het eerste werk te Bonn is de schaal der grootteklassen niet homogeen en overal gelijk; dat kon niet omdat zij geheel op schattingen in een voorgestelde gedachteschaal berust. Eerst de grote fotometrische ondernemingen in het laatst van de 19de eeuw, te Potsdam en te Cambridge, konden van de heldere klassen exacte grootten in plaats van schattingen in een subjectieve schaal leveren; en die zijn dan ook bij het latere statistische werk gebruikt. Fotometrische metingen van de honderdduizenden Durchmusteringssterren zouden echter onuitvoerbaar zijn, tenminste visueel; fotografisch ware het met de hedendaagse hulpmiddelen in afzienbare tijd uitvoerbaar. Om toch aan de Durchmusterungen hun volle waarde voor sterstatistiek te geven, heeft PICKERING in een aantal zeer smalle strookjes, op  $0^\circ$ ,  $5^\circ$ ,  $10^\circ$  . . . declinatie gelegen, de helderheid van alle sterren tot de 9de en 10de grootte fotometrisch gemeten; daardoor was de mogelijkheid gegeven om de fouten van de subjectieve grootteschaal met hun variaties over de hemel empirisch te bepalen en in rekening te brengen.

Op geheel andere wijze had intussen J. C. KAPTEYN (1851—1922) de Zuidelijke hemel geïnventariseerd, door gebruik te maken van fotografische opnamen, die door GILL te Kaapstad in 1885—90 als een volledige serie van de Zuidhemel waren gemaakt. Door op vernuftige wijze een kleine theodoliet te gebruiken, waarmee de sterplaat op een afstand gelijk aan de brandpuntsafstand van de fotografische kijker werd bekeken, net alsof men een stukje werkelijke hemel in de horizon bekeek, konden Rechte klimming en declinatie direct op de cirkels afgelezen worden. Deze plaatsen zijn ook nog vrij ruw, meerdere boogseconden onzeker, maar toch heel wat nauwkeuriger dan bij de Bonner D.M., terwijl de grootten door empirische formules uit



Telescopische sterren in de Gordel van Orion.  
 boven: volgens de Atlas van ARGELANDER,  
 beneden: vergroot naar de kaarten van FRANKLIN ADAMS.

de gemeten sterbeeldjes werden afgeleid. Zo ontstond, door tien jaren meten, in Groningen, de „*Cape Photographic Durchmusterung*”, als een catalogus van 454.000 sterren tot de 11de grootte tussen  $19^\circ$  Z-declinatie en de Zuid-pool; met, natuurlijk, niet hun visuele maar hun fotografische grootten.

Het spreekt vanzelf, dat alle uitbreiding van het karteringswerk tot de miljoenenmassa's van de zwakkere klassen fotografisch moest geschieden. Uitmeten en catalogiseren was daarbij niet nodig; men had de kaarten direct. Zo gaf de Harvard-sterrewacht een „atlas” uit van sterren tot de 12de grootte in de vorm van dozen met glasplaten, copieën van directe opnamen. Wij vermeldden ook reeds het grote werk van de „*Carte du Ciel*”, dat ondanks de coöperatieve opzet maar langzaam opschoot. Toen heeft, gebruikmakend van de voortreffelijke optische stelsels waarover men thans beschikt, die grote stervelden tot de rand toe scherp afbeelden, een Engels amateur, FRANKLIN ADAMS in de behoefte der astronomen voorzien. In 1902 tot 1905, eerst in Engeland, daarna in Zuid-Afrika nam hij met een doublet van 10 inch opening de gehele hemel op in 206 bladen van  $15^\circ$  in het vierkant, die sterren tot de 15de grootte bevatten; de kleinste sterpuntjes zijn alleen met een loupe te zien. Natuurlijk zou het uittellen van de sterren hier, afgezien nog van de moeilijkheden van de grootteschaal, een vrijwel ondoenlijk werk zijn.

De inventarisatie van de sterren in de Durchmusterungen moest nu verwerkt worden tot statistiek en verdeling over de hemelbol; en daaruit moesten dan conclusies over ruimtelijke verdeling volgen. Op uitvoerige wijze heeft zich hiermee het eerst H. SEELIGER te Munchen bezig gehouden in een aantal studies, die van 1884 tot 1909 lopen. Met behulp van PICKERING's fotometrische metingen werd gevonden, dat de geschatte Bonner grootten correcties nodig hebben, die niet enkel met de declinatie verlopen — wat wijst op een met de jaren veranderde opvatting van de waarnemers — maar ook met de sterddichtheid: hoe voller de velden, des te minder helder zijn de schattingen en bij des te minder zwakke sterren ligt de grens; het was dus alsof de waarnemers door de veelheid enigszins verblind werden of meer over het hoofd zagen. Toen hij nu aldus met fotometrisch juiste grootteklassen kon werken, kwam er ook een duidelijk en betrouwbaar resultaat uit: het aantal sterren van elke klasse neemt regelmatig met de grootte toe, in een verhouding tussen 2,8 en 3,4; gemiddeld is elke volgende grootteklasse 3 maal talrijker dan de vorige. Wat betekent dit? Was de ruimte gelijkmatig met sterren opgevuld, dan moest deze verhouding 4 zijn; elke volgende bol heeft een  $2\frac{1}{2}$  maal groter oppervlak dus een 4 maal groter inhoud. Dus kon SEELIGER er uit besluiten, dat met toenemende afstand de ruimtedichtheid van de sterren (aantal sterren per volume-eenheid) in een bepaalde verhouding geringer wordt. Het sterrestelsel, aldus vereenvoudigd, schematisch weergegeven, wordt naar buiten steeds ijler.

Maar de dichtheid is niet naar alle zijden gelijk; in de verdeling over de hemelbol komt zeer duidelijk uit, dat de sterren des te dichter gezaaid zijn naarmate men dichter bij de melkweg komt. En wel, voor de helderste met het blote oog zichtbare klassen niet of nauwelijks, voor de zwakkere klassen des te sterker naarmate ze zwakker zijn. Beschouwt men verschillende galactische breedten, dan blijkt de toename van het aantal met de grootte des te minder uitgesproken naarmate men verder van de melkweg af komt; daaruit

volgt dat de ruimtedichtheid in de richting van de polen van de melkweg zeer sterk, in het melkwegvlak nauwelijks merkbaar met de afstand afneemt. SEELIGER bracht dit alles in wiskundige vorm en ontwikkelde een aantal formules, die aangeven hoe het aantal getelde sterren van elke grootteklasse afhankelijk is van de verandering van de dichtheid met de afstand, en van de lichtkrachtwet, die het percentage sterren van verschillende lichtkracht aangeeft. En hij kon bewijzen, dat voor een bepaalde eenvoudige verdelingswet, als de mate van toename van het aantal sterren per grootteklasse voor zwakkere klassen even sterk is als voor heldere, de uitkomsten onafhankelijk zijn van de onbekende lichtkrachtwet. Jammer genoeg bleek echter, dat voor zwakke klassen de toename-factor kleiner wordt. SEELIGER verklaarde dit toen zo, dat daar op grote afstand het stersysteem zijn grens vond. Maar het was al duidelijk geworden, dat uit enkel statistische behandeling van ster-aantallen, zonder dat van de overige gegevens, over parallaxe en eigenbeweging, gebruik werd gemaakt, een volledig inzicht in de structuur van het stersysteem niet was te verkrijgen. Dus moeten nu eerst de bewegingen der sterren nader beschouwd worden.

Is er een wet of regelmaat in de bewegingen van de vaste sterren te ontdekken, die ons, evenals bij de planeten, tot een inzicht in ruimtelijke structuur en werkende krachten kan brengen? Ook hier was WILLIAM HERSCHEL reeds als pionier opgetreden door zijn uitkomst, dat de sterren gemiddeld naar een zeker punt van de hemel schijnen te bewegen, doordat ons zonnestelsel naar het tegenoverliggende punt, dus in tegengestelde richting door de ruimte beweegt. Er is in het begin van de 19de eeuw nog al strijd over deze kwestie gevoerd; BESSEL kon geen aanwijzing van deze beweging in de door hem onderzochte sterren vinden; dit lag, zoals later bleek niet enkel aan het onvoldoende materiaal, maar ook aan de indirecte methode van behandeling. Maar ARGELANDER, toen nog te Abo in Finland, toonde in 1830 uit een groot aantal (390) door hem nieuw bepaalde grote eigenbewegingen met ontwijfelbare zekerheid aan, dat het zonnestelsel zich inderdaad in de door HERSCHEL aangegeven richting beweegt (naar een punt op de grens van Hercules en de Lier).

De negentiende eeuw heeft daarop, naarmate goede plaatsbepalingen met de meridiaancirkel toenamen, een steeds groter aantal catalogi van eigenbewegingen voortgebracht. De belangrijkste daaronder was wel de in 1888 verschenen nieuwe bewerking van de Bradley-sterren door AUWERS. Terwijl BESSEL indertijd uit BRADLEY zelf al de voor reductie nodige sterrekundige grootheden had moeten halen, hadden sindsdien de betere 19de-eeuwse waarnemingen daarvoor nauwkeuriger waarden opgeleverd; dus konden de nu met precieser gegevens bewerkte plaatsen van BRADLEY, daar ze een volle eeuw ouder waren dan de moderne plaatsbepalingen, betrouwbare eigenbewegingen van ruim 3200 sterren opleveren. Vele jaren bleef „Auwers—Bradley” de grondslag voor alle onderzoekingen over beweging van de sterren; tot ze sinds 1910 door L. Boss' „*Preliminary General Catalogue*” van 6188 sterren verdrongen werd. Alle berekeningen nu, op grond van deze en van verschillende andere lijsten van eigenbewegingen uitgevoerd, hebben

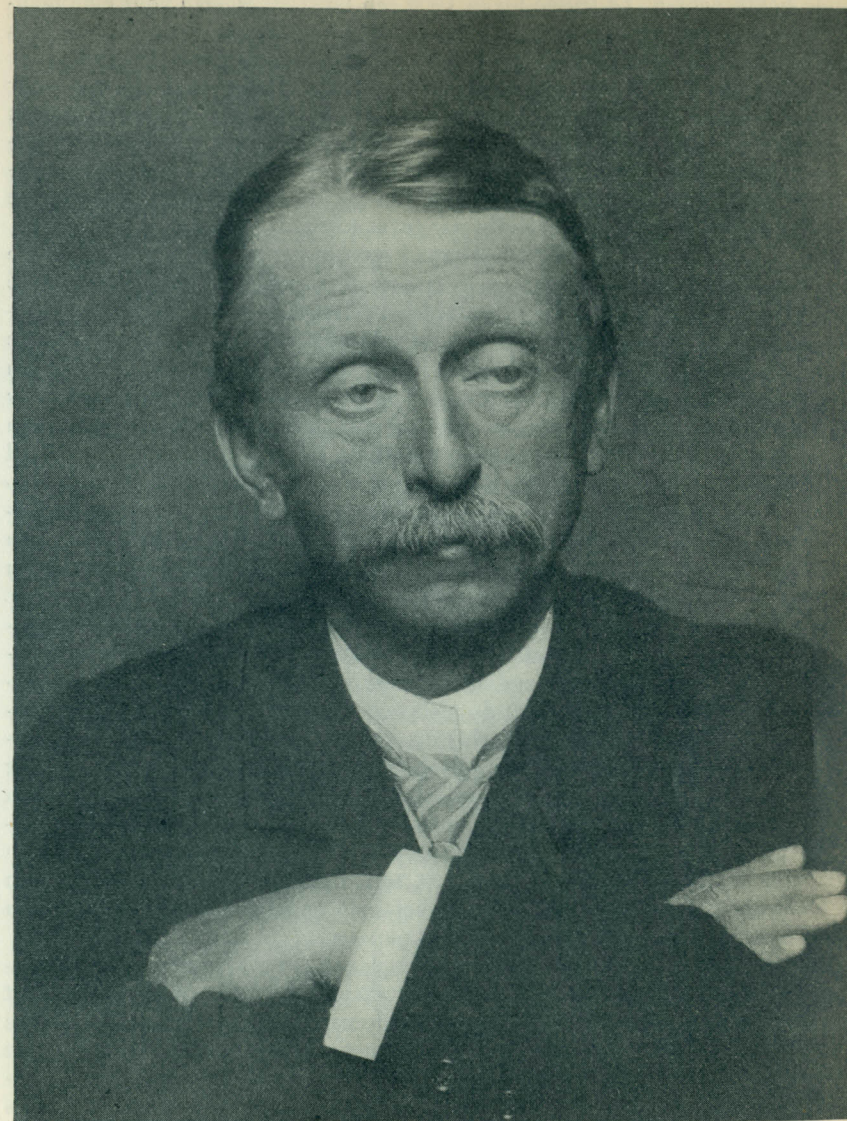


de uitkomsten van HERSCHEL en ARGELANDER bevestigd; de verschillende uitkomsten voor het z.g. „apex”, het punt waarheen de zon zich beweegt, liggen alle in de omgeving van het punt Rkl.  $270^\circ$ , decl.  $+30^\circ$ . Met één uitzondering; toen KOBOLD al dit materiaal naar BESSEL's methode bewerkte, vond hij een veel Zuidelijker apex, dicht bij de evenaar. BESSEL's methode beruiste op de ligging van de pijltjes, die voor alle sterren de richting van de eigenbeweging aangeven, zonder op het vooruit of achteruit te letten; hoe dit zulk een afwijkende uitkomst kon geven, bleef vooreerst in het duister.

Ook de spectrografisch gemeten snelheden der sterren in de gezichtslijn bleken de beweging van het zonnestelsel te vertonen. CAMPBELL kon in 1901 uit 280 sterren, en in 1911 uit het veel groter materiaal van op de Lick-sterrewacht bepaalde snelheden van 1180 sterren niet enkel de plaats van het apex afleiden — hij vond daarvoor het punt Rkl.  $268^\circ$ , decl.  $+25^\circ$  — maar ook de snelheid van de zon in lineaire maat; 19—20 kilometer per seconde werd daarvoor gevonden; dus van dezelfde orde van grootte als de baansnelheid van de aarde om de zon (27 km).

Zo was er dus inderdaad een bepaalde regelmaat in de sterbewegingen aanwezig, een drift in één bepaalde richting, naar het anti-apex (op Rkl.  $90^\circ$ , decl.  $-30^\circ$ ) toe. Maar deze drift is slechts schijn, spiegelbeeld van de beweging van onze zon ten opzichte van het gemiddelde van alle sterren. Deze sterren zelf vertoonden alleen maar naar toeval verdeelde individuele z.g. „peculaire bewegingen”. Alle pogingen in de 19de eeuw om een regelmaat in de werkelijke bewegingen in het stersysteem te vinden — zo had b.v. MÄDLER in 1848 gemeend een algemene beweging om een zwaartepunt in de richting van de Zevenster te kunnen afleiden — bleken vruchteloos te zijn. Maar iets anders was gewonnen: de voortgaande beweging van het zonnestelsel, per eeuw 420 keer de afstand aarde-zon, bood een middel om de gemiddelde afstand van stergroepen door hun daaraan tegengestelde schijnbare, z.g. „parallactische” verschuiving te meten; en dit kwam te pas voor sterren, waarvan de parallaxe zelf te klein was om direct te worden gemeten.

Dit hulpmiddel is op grote schaal toegepast door KAPTEYN, toen hij zijn onderzoekingen over het sterrestelsel in de negentiger jaren begon. De op deze wijze gevonden gemiddelde afstand van de 3de, de 4de, de 5de grootte namen minder sterk toe, dan uit de kleiner wordende helderheid zou volgen, een bewijs, dat elke volgende groep uit sterren van gemiddeld geringer werkelijke lichtkracht bestond. Hier trad nu de moeilijkheid van het vraagstuk der sterverdeling in volle zwaarte naar voren. De verdeling der sterren naar hun zichtbare, z.g. schijnbare helderheid is een gecombineerd effect van hun verschillende lichtkracht en hun verschillende afstand, van beide waarvan wij de wet te voren niet kennen; en door geen wiskundige berekening met formules kan men deze wetten uit de gegevens vinden. De wijze waarop KAPTEYN het probleem oploste is een bewonderenswaardig staaltje van praktische werkmethode, die slaagde waar de theorie te kort schoot. Voor groepen van sterren met grootte en eigenbeweging tussen bepaalde grenzen, waarvoor hij in 1901 de parallaxen uit velerlei metingen afleidde, berekende hij een empirische formule, waardoor deze parallaxe, dus de afstand, dus de lichtkracht, uit grootte en eigenbeweging was te vinden. Deze formule toepasende op alle Bradley-sterren en evenzo op wat er aan gegevens over de zwakere klassen te vinden was, kon hij al deze sterren plaatsen in bolschillen op



JACOBUS CORNELIUS KAPTEYN

verschillende afstand, en binnen in elke bolschil uitdelen over de verschillende lichtkrachten. Zo leidde hij in 1902 een tabel af, waarin voor elke lichtkracht het aantal sterren per ruimte-eenheid aangegeven was; dit was dus de lichtkrachtwet in tabelvorm. Deze toonde, dat het aantal sterren voor afnemende lichtkracht snel toenam, maar steeds minder snel, tot het voor kleine sterretjes honderdmaal lichtzwakker dan de zon een maximum scheen te naderen. De gevonden waarden konden heel nauwkeurig door een kwadratisch-exponentiële functie, als in de foutenwet van GAUSS, voorgesteld worden. Met de kennis van deze lichtkrachtfunctie kon nu het vraagstuk van de sterverdeling in het heelal grondig aangevat worden.

Daartoe werd eerst, in 1908, het aantal sterren per vierkante graad aan de hemel helderder dan bepaalde grensgrootten, als functie van deze grensgrootte en van de galactische breedte, uit allerlei materiaal van fotometrische metingen en stertellingen afgeleid. Dit geschiedde niet enkel tot de grens van de Durchmusterung-catalogi: nu kon de fotometrische schaal tot de 15de en 16de grootte uitgebreid worden, doordat op de Harvard-sterrewacht, en door PARKHURST op de Yerkes-sterrewacht, tal van fotometrische metingen van zwakke vergelijkingssterren voor veranderlijke sterren, dus voor een geheel ander doel, waren verricht. Hier kwam nu voor den dag, dat de toenamefactor van het aantal sterren per grootteklasse — behalve dan voor de helderste klassen — voor zwakkere klassen voortdurend afnam. Nu echter kon uit al deze gegevens zonder moeilijkheid de ruimtedichtheid van de sterren als functie van de afstand en de galactische breedte worden afgeleid.

Wat KAPTEYN op deze wijze vond was een dichtheid die in de naaste omgeving van de zon, tot op een afstand van ongeveer 100 parsecs nagenoeg constant is, maar op grotere afstand steeds meer afneemt, langzaam in het melkwegvlak, snel naar de polen van de melkweg. De plaatsen met gelijke ruimtedichtheid van sterren liggen daarbij op sterk afgeplatte omwentelings-ellipsoiden, zodat men van een ellipsoïdische structuur van het sterrestelsel mag spreken. In het volgende decennium zijn op het Sterrekundig Laboratorium te Groningen al deze berekeningen met beter en vollediger grotendeels fotografisch materiaal herhaald en tot kwantitatief nauwkeuriger uitkomsten verwerkt. Volgens deze vindt men b.v. een dichtheid van slechts  $1/16$  van de centrale dichtheid om de zon, in het melkwegvlak op een afstand van 3500 parsecs, loodrecht daarop op 660 parsecs.

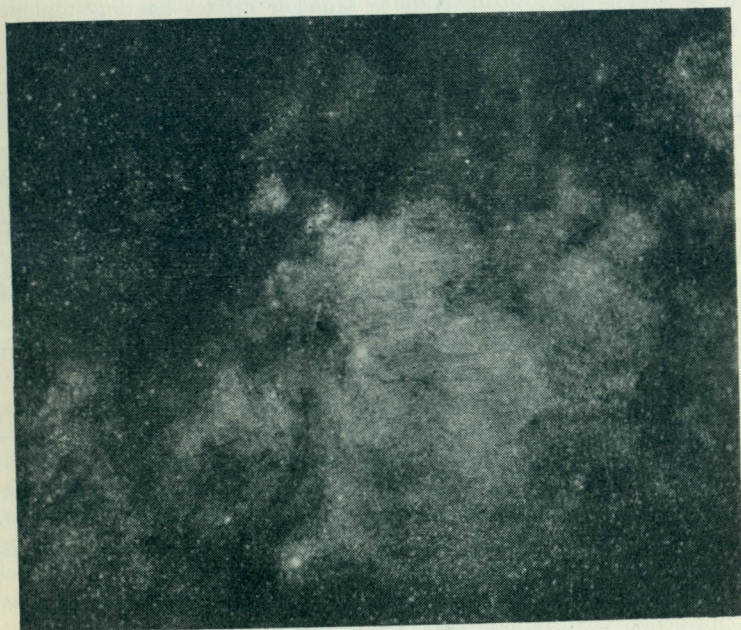
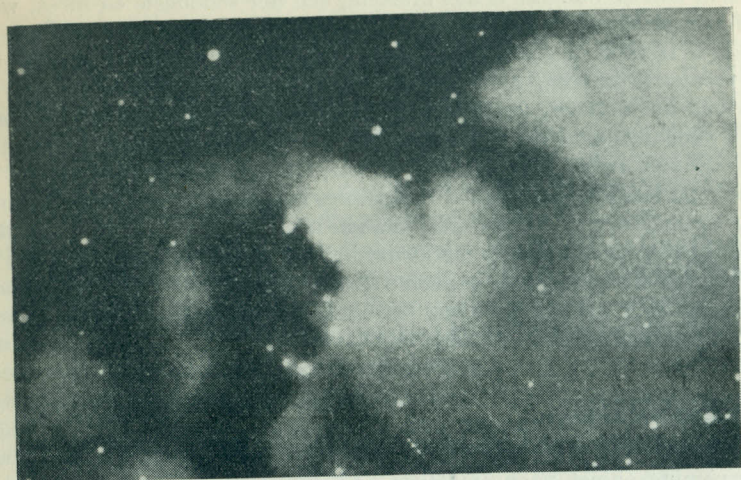
Dat de gedaante van dit „sterrestelsel van KAPTEYN” een omwentelingsfiguur was, was natuurlijk geen uitkomst maar een vooropstelling. Doordat KAPTEYN in deze eerste benadering alleen de verandering volgens galactische breedte in aanmerking nam en over alle galactische lengten middelde, was de uitkomst voor alle galactische lengten identiek en moest deze sterk geschematiseerde vorm er uitkomen. Dat dit niet juist is, dat er belangrijke variaties met de galactische lengte optreden, kon de eenvoudige waarneming van het zichtbare aspect van de melkweg tonen.

Tot nog toe werd hier van de melkweg alleen als een band om de hemel en als een vlak in de ruimte gesproken. Wij moeten hem nu als eigen voorwerp van onderzoek in het oog vatten. Wat is de melkweg zelf? Eigenlijk een

fantoom van zo rijke grilligheid, dat het, zoals het zich in een heldere nazomernacht aan de donkere hemel aftekent, een der schoonste en meest wonderbare tafereelen vormt, die de natuur aan het menselijk oog weet aan te bieden. Wel is waar is zijn licht zo zwak, dat het verdwijnt bij elke poging om het precies te fixeren; het is alleen zichtbaar met het nacht-apparaat, de staafjes van het netvlies, die in de gele vlek ontbreken, zodat het schijnsel enkel bij zijdelings zien waarneembaar is. Maar toch wekt het bij volkomen afwezigheid van ander licht een indruk van flonkerende pracht.

Wij hebben reeds vermeld, dat PTOLEMAEUS in zijn grote werk een beschrijving van de melkweg met zijn onregelmatige wisseling van heldere en zwakke gedeelten heeft gegeven. Het is merkwaardig, dat in alle volgende eeuwen tot in de 19de toe niemand op de gedachte kwam dit lichtverschijnsel af te beelden, zoals het zich aan het blote oog vertoont. Misschien ligt de reden daarin, dat wat zich altijd gelijk blijft niet licht de aandacht trekt. Eerst toen JOHN HERSCHEL 1834—38 zijn waarnemingen aan de Kaap de Goede Hoop deed, trof hem het ongewone beeld van de in Europa onzichtbare Zuidelijke melkweg zozeer, dat hij er een zij het ook nog ruwe tekening van maakte. Nadat ARGELANDER in zijn oproep aan vrienden der sterrekunde ook op de melkweg als waarnemingsobject voor amateurs had gewezen, hebben zowel JULIUS SCHMIDT in Athene als EDUARD HEIS te Munster dit ter hand genomen. De laatste tekende in zijn Atlas van de Noordelijke hemel in 1872 ook een afbeelding van de melkweg in. Hetzelfde liet GOULD door zijn helpers THOMÉ en DAVIES voor de Zuidelijke melkweg doen in zijn atlas „Uranometria Argentina”. In beide was de melkweg, wat ook uit het gemis aan goed doorwerkte details bleek, slechts een bijproduct naast de sterren, die doel en hoofdzak van de atlas waren. Maar daarna verschenen nog in de 19de eeuw kort na elkaar twee veel meer gedetailleerde afbeeldingen van de melkweg als voorwerp op zichzelf, de ene in 1892 van O. BOEDDICKER, de assistent van Lord ROSSE te Parsonstown in Ierland, de ander in 1893 van C. EASTON, een amateur te Dordrecht. Deze, zowel als latere tekeningen, hoezeer zij nog door de moeilijkheid van het voorwerp in de manier van het opvatten en weergeven der details verschillen, tonen, welk een ingewikkeld samenstel de melkweg is. Wat op een eerste vluchtige blik een de hemel omspannende lichtband lijkt, vertoonde zich bij opmerkelijke studie als een opeenvolging van onregelmatige heldere vlekken en wolken, verbonden door lichtstromen, in een bonte wisseling van intensiteit, gescheiden door en vermengd met tal van donkere splitsingen en onderbrekingen. Toch zit er deze regelmaat in dat hij aan de ene kant van de hemelbol veel helderder is dan aan de tegenoverliggende zijde. In de Schutter treden de helderste lichtvlekken op, op een galactische lengte — geteld van af het snijpunt met de hemelequator in de Arend — van ongeveer  $330^\circ$ . Vandaar neemt naar beide zijden de lichtsterkte af, hoewel onderbroken door de nog zeer heldere vlekken in de Zwaan (op  $40^\circ$ ) en in het Schip (op  $260^\circ$ ); terwijl in Perseus (op  $120^\circ$ ) slechts een zwak schijnsel te zien is.

Toen kwam de toepassing van de fotografie. Het was een openbaring. In 1890 werden door RUSSELL te Sidney een aantal melkwegfoto's gepubliceerd, die met een grote cameralens van 15 cm opening waren genomen. Ze werden nog overtroffen door de opnamen van MAX WOLF te Heidelberg en die van E. E. BARNARD op de Lick-sterrewacht, die in 1889 daarmee waren be-



### Melkweg in het Schild en omgeving.

1. visueel (naar Annalen Lembang II)
2. kleiner middendeel fotografisch (naar Publ. Lick, XI)

gonnen. Bij het gebruik van een lenzenstelsel met grote hoekopening (ongeveer 1 op 5), om een grote vlakte-helderheid te krijgen, kwamen na 3 uren expositie de heldere wolkvormen van de melkweg in grote intensiteit voor den dag, met talloze details, die het oog met geen enkel optisch hulpmiddel in dat flauwe schijnsel kon, of had kunnen ontdekken. In 1891 publiceerde MAX WOLF afbeeldingen van de naar zijn scherp begrensde grillige vorm aldus genoemde „Amerika-nevel” ten Z-O van Deneb in de Zwaan. BARNARD heeft met steeds betere optische hulpmiddelen — sedert 1904 met een door Miss CATHERINE BRUCE bekostigde 10 inch doublet van 1 op 5 — tal van mooie foto's van alle in Noord-Amerika zichtbare delen van de Melkweg gemaakt, waarvan een groot aantal gereproduceerd zijn in een na zijn dood verschenen atlas van speciale gebieden. Nog voortreffelijker is de atlas van FRANK ROSS, die als kenner en constructeur van optische systemen hiervoor een camera had uitgezocht, waarmee hij meer dan 20° in middellijn overspannende gebieden op één plaat kon opnemen, en waarop tot aan de rand de kleinste sterren als uiterst fijne scherp getekende stipjes werden afgebeeld.

Wat al deze melkwegfoto's aan het licht brachten, was ten eerste, dat het eigenlijke melkwegverschijnsel, de heldere lichtwolken, uit honderdduizenden van de kleinste sterretjes bestaan, vanaf de 13de of 14de of 15de grootte. Ze liggen dus zeer ver verwijderd, op afstanden tussen 1000 en 10.000 parsecs, daar waar bij KAPTEYN het stersysteem in steeds ijlere buitengebieden uitvloeit. De aldaar gevonden geringe dichtheden waren dus bedriegelijke middelwaarden, terwijl zich in werkelijkheid in dat deel van de ruimte reusachtige dichte stercondensaties bevinden, vergelijkbaar met of zelfs dichter en groter dan het centrum van KAPTEYN's stelsel. Dit centrum, de omgeving van de zon tot 500 of 1000 parsecs, werd voortaan meestal als het „locale systeem” betiteld, waar dat, wat wij als melkweg waarnemen, op grote afstand omheen ligt. Het was dus niet zo geheel mis, dat veel vroeger, in 1869, PROCTOR de melkweg als een in bochten slingerende ring had opgevat, die op grote afstand onze zonnebuurt omgeeft. Naderhand heeft EASTON in een reeks van studiën (in de jaren 1894—1900) deze opvatting omgevormd tot een spiraalstructuur met de heldere Cygnus-wolk (tussen  $\beta$  en  $\gamma$  Cygni) als kern, waarvan de spiralen uitgaan, in één van welke onze zon zich bevindt. Dit was echter alles hypothese, hoe het wel zou kunnen zijn. Het vraagstuk, hoe het werkelijk is, was slechts op te lossen door uit omvangrijke sterstellingen tot diverse hoge en lage grenshelderheden het ruimtelijk dichtheidsverloop in de richting van deze sterwolken af te leiden.

Het tweede opvallende, en wel het meest pittoreske verschijnsel in de melkwegfoto's waren de donkere figuren, de lege zwarte plekken met slechts enkele sterren, die in de grilligste vormen, van zeer groot tot zeer klein, als vlekken, strepen, „lanen”, kanalen, de heldere lichtschijnsels onderbreken en doorkruisen. BARNARD heeft er van af het begin veel aandacht aan gegeven en in 1919 zelfs een catalogus van 182 „dark objects” (later tot 349 vermeerderd) gegeven. Zij kunnen inderdaad niet anders zijn dan objecten, donkere wolken of structuren van absorberende materie, die het licht van de achterliggende sterren verzwakt of uitdooft. De grootste kende men al van ouds uit de gewone melkwegtekeningen: de beroemde „Koolzak” bij het Zuiderkruis, dan een paar zwarte vlekken die in de Zwaan het heldere licht onderbreken, en een pikzwarte bijna sterloze donkerte ten Z van  $\Theta$  Ophiuchi.

Vroeger waren ze veelal als een soort leegten of onderbrekingen van de sterophopingen beschouwd, ijlere gebieden van het heelal, die de afzonderlijke sterwolken van elkaar scheiden, evenals de donkerte tussen de twee takken waarin de melkweg over bijna de helft van zijn lengte verdeeld is. Maar de kleine zwarte vlekken op de foto's konden zo niet verklaard worden.

Ook buiten en aan de randen van de melkweg traden zulke gebieden te voorschijn als leegten op de sterrekaarten, waar het aantal sterren veel geringer is dan in de omgeving. Op SCHÖNFELD's atlas van de Zuidelijke Bonner Durchmusterung, tussen  $-1^\circ$  en  $-24^\circ$  declinatie, ziet men in het uitgebreide sterrebeeld Ophiuchus duidelijk zulk een tekort aan sterren. Op de kaarten van FRANKLIN ADAMS ziet men enige zulke met elkaar samenhangende uitgebreide leegten in het sterrebeeld de Stier. DYSON en MELOTTE gaven er in 1917 een tekening van, en ze leidden uit het ontbreken reeds van heldere telescopische klassen af, dat de donkere nevels, die door hun absorptie voor dit tekort aansprakelijk zijn, niet verder dan 100 tot 200 parsecs verwijderd zijn. Latere onderzoekingen van verschillende astronomen over verschillende donkere gebieden hebben dit bevestigd; de grote Ophiuchus-nevel, waardoor de voor het blote oog zichtbare sterren al een tekort vertonen, ligt nog dicht bij, niet verder dan 100 parsecs; terwijl bij kleinere donkere plekken tussen de melkwegwolken afstanden van 400 tot 800 parsecs werden gevonden. Deze donkere nevels zijn dus te vergelijken met rookwolken en nevelslierten van wereldafmeting, die ons dichtbij omgeven, en het licht van de verre sterrenmassa's verduisteren of alleen door de opengelaten tussenruimten in volle glans laten schijnen.

Met de melkweg in verband staan ook de vele soorten van nevelvlekken en sterrehoopen. Laten we de reeds vroeger behandelde aan hun spectrum kenbare gasnevels terzijde, en evenzo de twee „Magelhaense wolken”, dicht bij de Zuidpool, die op kleine afgezonderde stukjes melkweg lijken, dan laten zich de anderen, die zich alle door hun continue spectrum als uit sterren bestaande deden kennen, in drie soorten onderscheiden. Van de totaal 5000 die door JOHN HERSCHEL in 1864 in een „General Catalogue” verzameld waren, en van de 13.000 waartoe in 1888 DREYER dit aantal uit allerlei bronnen tot een „New General Catalogue” (N.G.C.) uitbreidde, behoort de overgrote massa tot de onoplosbare nevelvlekken; met de sterkste kijkers zijn er geen afzonderlijke sterren in te ontdekken; maar wel tonen de grootste vaak een spiraalstructuur, waarom men de gehele soort soms als „spiraalnevels” betitelt. Ze hebben dit merkwaardige, dat zij rondom de polen van de melkweg opgehoopt zijn, dus in een soort antagonisme tot de sterren staan. Als tweede soort onderscheiden zich dan een klein honderdtal z.g. „bolvormige” sterrehoopen, waarin aan de buitenkant de grote kijkers afzonderlijke, dicht opeengehoopte, sterren tonen, maar in het midden een onoplosbare heldere massa van ontelbare sterren. Ze liggen alle aan de ene kant van de hemel, in het halfmond rondom het sterrebeeld de Schutter. Dan komen nog enige honderden z.g. open sterrehoopen, meest in of bij de melkweg gelegen, weinig dichte, soms onregelmatige ophopingen van bijeenbehorende sterren, van de helderste en bekendste groep het Zevengesternte, afdalend in omvang en helderheid tot kleine geheel oplosbare sterrehoopen. Blijkbaar zijn deze laatste het dichtst bij, en is de eerste soort het verst verwijderd.

Toen TRÜMLER op de Lick-sterrewacht de open sterrehoopen en de afzon-

derlijke sterren daarin spectrografisch onderzocht, om hun afstand te bepalen, bleek hem in 1930, dat de opgemerkte betrekkingen tussen helderheid en afmeting alleen verklaarbaar waren door een algemene absorptie in de ruimte aan te nemen, die verafgelegen voorwerpen verzwakte maar niet verkleinde. Deze uitkomst werd door VAN DE KAMP en anderen bevestigd, speciaal door de roodkleuring, die bij de verst verwijderde sterren optreedt, d.w.z. dat ze roder zijn dan bij hun spectrum past. Het is bekend, dat de lichtverstrooiing door de deeltjes van nevels of de moleculen van een gas des te sterker is naarmate de golflengte kleiner is — vandaar de blauwe kleur van de hemel — dus dat deze behalve absorberen ook roodkleuren. Deze algemene absorptie in de ruimte van het melkwegstelsel verklaart dan meteen, waarom de ver zich daarbuiten bevindende nevels zich schijnbaar om de melkwegpolen ophopen. Uit de door SHAPLEY op de Harvard-sterrewacht en door HUBBLE op Mt Wilson genomen foto's blijkt, dat buiten de melkweg kleine neveltjes bij tienduizenden tussen de sterren verstrooid liggen, maar in de melkwegzone geheel ontbreken, uitgeblust door de absorberende materie die in de middenlaag van het melkwegstelsel, enigszins onregelmatig, verspreid is. Het lag voor de hand aan te nemen, dat van deze materie de dichtste delen corresponderen met de bovengenoemde „donkere nevels”, waarvan die in Ophiuchus en de Stier het dichtst bij ons liggen. Door deze te voren onbekende en met de plaats grillig wisselende absorpties is de bepaling van de ruimtedichtheid uit stertellingen een veel moeilijker en onzekerder vraagstuk geworden.

Zo blijkt nu het melkwegstelsel behalve uit miljoenen sterren ook nog uit donkere nevelmaterie te bestaan, die de tussen de sterren gelegen ruimten min of meer vult. De studie van deze absorberende materie, haar samenstelling uit vaste deeltjes van verschillende korrelgrootte van verschillende stoffen, is nu een nieuw en belangrijk veld van astrofysisch onderzoek geworden. En dit is niet de enige ruimte-opvulling. In 1904 ontdekte HARTMANN, dat in het spectrum van  $\delta$  Orionis, die een sterk veranderlijke radiële snelheid heeft, de lijn K van geïoniseerd calcium onbeweeglijk bleef, dus blijkbaar niet in de steratmosfeer, maar in de ruimte daarbuiten geabsorbeerd werd. Bij tal van andere sterren werd daarna hetzelfde gevonden. Er zwerfen dus atomen van  $\text{Ca}^+$  vrij door de interstellaire wereldruimte, uiterst ijl natuurlijk; later, sinds 1919, werden ook andere dergelijke atomen, b.v. van natrium, geïoniseerd titanium e.a. gesignaleerd. Deze ijle gassen tonen niet de onregelmatigheden in de verdeling die wij bij de absorberende rookpartikelletjes zien. Maar ze tonen wel verschillende niet zeer grote snelheden in de gezichtslijn; dus er zijn stromingen in de wereldruimte.

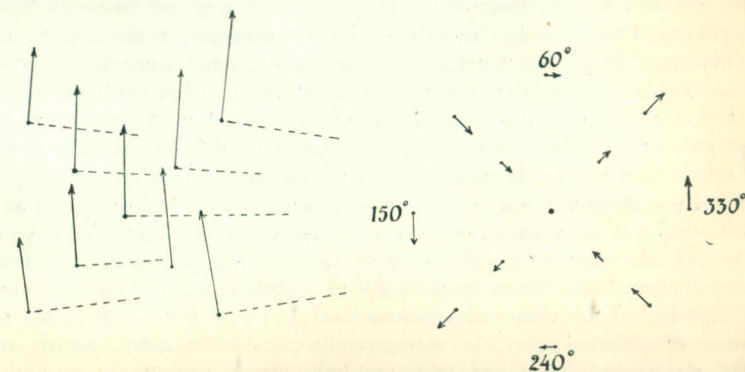
Keren we nu terug naar de bewegingen van de sterren. KAPTEYN had in de opzet van zijn onderzoek over de bouw van het stersysteem eerst plan gehad de eigenbewegingen en niet de stergrootte als gegeven te gebruiken, omdat de snelheden minder uiteenlopen dan de lichtkracht; dus trachtte hij eerst, niet een lichtkracht-wet maar een wet der snelheden af te leiden. Maar de eigenbewegingen voldeden niet aan de door hem opgestelde formules. Jarenlang tobde hij zich af met het zonderling onregelmatige gedrag der eigenbewegingen voor hij de oplossing vond, die hij eerst in 1904 op een

bijeenkomst in Amerika, en daarna in 1905 te Kaapstad voor de vergadering van de British Association, uiteenzette: de theorie der twee sterstromen. In elke streek van de hemel bewegen de sterren zich niet volgens één voorkeuring, van het apex af, maar volgens twee verschillende voorkeur-richtingen; niet naar één ant-apex, maar naar twee doelpunten aan de hemel, die hij de (schijnbare) „vertices” noemde. Deze ontstaan uit de combinatie van de beweging van het zonnestelsel naar het apex, en de bewegingen van elk der beide afdelingen van het totaal der sterren ten opzichte van het algemene zwaartepunt, welke beide dan natuurlijk tegengesteld gericht zijn, naar de „ware” vertices, die tegenover elkaar op RKL.  $91^\circ$ , decl.  $+13^\circ$ , en RKL.  $271^\circ$  decl.  $-13^\circ$ , liggen. Het waren ongeveer deze richtingen, die KOBOLD indertijd door BESSEL's methode gevonden had, waarbij alleen de ligging, niet de zin der bewegingsrichting der sterren gebruikt was. De uitkomst van KAPTEYN werd in 1907 door een nog uitgebreider onderzoek van EDDINGTON bevestigd. SCHWARZSCHILD toonde tegelijkertijd aan, dat dit verschijnsel ook op andere wijze geïnterpreteerd kan worden: door een ellipsoïdische snelheidsverdeling. Dit is een verdeling waarbij in het „snelheids-diagram” — d.i. een ruimtelijk diagram van de punten van alle pijlen, die de snelheden der sterren in richting en grootte weergeven — de elkaar omsluitende oppervlakken van gelijke talrijkheid geen bollen zijn maar ellipsoïden, uitgerekte in de richting van de vertices. Natuurlijk bleek bij verder onderzoek van meerdere sterrekundigen, dat het verschijnsel nog ingewikkelder was, doordat verschillende groepen en soorten van sterren nog hun eigen afwijkende stroombewegingen hebben. Maar de hoofdzaak bleek vast te staan; er was dus nu een regelmaat, een wet in de bewegingen der sterren ontdekt, en de vraag was, hoe die te verklaren. KAPTEYN zelf zag er het tegen elkaar in lopen van twee omloopsbewegingen in het melkwegstelsel in, waardoor het als geheel niet roteerde en toch de afgeplatte gedaante verklaard werd. Maar de werkelijke verklaring zou later op geheel andere wijze komen.

Niet alle berekeningen van de beweging van het zonnestelsel hadden dezelfde plaats van het apex, op omstreeks RKL.  $270^\circ$ , decl.  $+30^\circ$  (d.i. op  $23^\circ$  galactische lengte) opgeleverd. Wanneer bepaalde stergroepen wat anders gaven betekende dit natuurlijk, dat zij ten opzichte van het overige totaal der sterren nog een aparte beweging hebben. Zo was in 1896 door STUMPE gevonden, toen hij de sterren in groepen naar helderheid en eigenbeweging verdeelde, dat, hoe kleiner helderheid en eigenbeweging waren (dus hoe verder verwijderd de sterren waren) des te verder het apex naar het Noordoosten, naar groter galactische lengte tot nagenoeg  $60^\circ$ , opschoof. Duidelijker werd dit toen voor zeer veraf liggende objecten radiële snelheden onderzocht werden. In 1923—24 leidde G. STRÖMBERG op Mt Wilson waarden af voor de bewegingsrichting en de snelheid van verschillende soorten van sterren of stergroepen t.o.v. de zon. Zowel voor het systeem van de bolsterrehopen als voor de gezamenlijke spiraalnevels, waarvoor SLIPHER op de Lowell-sterrewacht een aantal radiële snelheden had gemeten, bleek dat ze gemiddeld met een veel grotere vaart, een snelheid van omstreeks 300 km, voortvliegen in de richting naar een punt op galactische lengte van  $250^\circ$ , ten Zuiden van de heldere melkwegnevels in Carina, het Schip, gelegen. Zou men dit dan niet beter als een nieuwe zonsbeweging naar een nieuw apex kunnen uitdrukken? Dus dat de zon met de gehele sterrenmassa die haar tot op een paar

honderd parsec afstand omgeeft, ten opzichte van die verre buitenwereld met een snelheid van 300 km in tegengestelde richting, dus naar  $70^\circ$  galactische lengte loopt. Er kwam bij, dat onder de sterren, waarvan men de ruimtelijke snelheid had leren kennen, een zeker aantal een excessief grote snelheid, van meer dan 60, zelfs meer dan 100 of 200 km vertoonde, en dat deze steeds naar één kant was gericht, en wel alweer naar ongeveer dezelfde kant als de sterrehopen zich bewegen, naar een plaats in het Schip, gemiddeld op lengte  $234^\circ$ . Deze „hardlopers” zouden dan in werkelijkheid d.w.z. ten opzichte van die buitenwereld, de langzame „stilstaanders” zijn.

Een ander bijzonder verschijnsel vertoonden de sterren van de spectraalklasse B, die bijna alle in de melkweg liggen. Wanneer men hun radiële snelheden bevrijdde van de zonsbeweging, toonden ze niet veel van de twee stromen, maar wel bleef bij hen een gemiddelde snelheid van verwijdering over, het z.g. K-effect, d.w.z. een iets te grote golflengte, die naderhand is gebleken een uitvloeisel van de grote zwaartekracht op deze nog al massale sterren te zijn. Dit effect varieerde bovendien met de galactische lengte, en in 1922 toonden FREUNDLICH en VON DER PAHLEN op het Einstein-instituut te Potsdam aan, dat hun radiële snelheid in een dubbele golf met de galactische lengte verloopt, met een maximum van verwijdering bij diegenen, die zich ongeveer op  $0^\circ$  en op  $180^\circ$  lengte bevinden, en een minimum (dus eigenlijk een nadering) voor de sterren op  $90^\circ$  en  $270^\circ$  lengte. Deze zelfde golf vonden zij ook bij de sterren van andere klassen met zeer kleine eigenbeweging, die dus evenals de B-sterren op grote afstand, van enige honderden parsecs, verwijderd zijn. Aansluitende aan een theoretische beschouwing van LINDBLAD over roterende stersystemen heeft toen J. H. OORT te Leiden in 1927 aangevoerd, dat bij een rotatie van het gehele melkwegstelsel om een centrum in de richting van de Schutter, waar de helderste melkwegwolken liggen en waaromheen ook de bolsterrehopen verspreid zijn, juist zulk een afwisseling moet optreden bij de sterren, die de zon omringen. Immers als de zon en deze sterren om het verre aantrekkende centrum lopen als planeten om de zon, dus des te groter snelheid hebben naarmate ze dichter bij dat centrum zijn, dan moeten van de ons omringende sterren die welke recht vóór en



Rotatie van de melkweg.  
links: snelheden t.o.v. het melkwegcentrum.  
rechts: snelheden t.o.v. de zon.

links achter liggen (centrum rechts gedacht) zich van ons verwijderen, die welke links voor en rechts achter liggen tot ons naderen, en wel des te sterker naarmate hun afstand tot de zon groter is. Vatten wij nu de snelheid van 300 km naar  $70^\circ$  galactische lengte, die ongeveer loodrecht op de richting naar het centrum op  $330^\circ$  in de Schutter gericht is, als de gemeenschappelijke omloopsbeweging op van de zon en haar gehele omgeving, dan komt het juist uit, dat omstreeks  $0^\circ$  en  $180^\circ$  lengte een verwijdering, omstreeks  $90^\circ$  en  $270^\circ$  lengte een nadering optreedt, die beide eerst goed merkbaar worden bij afstanden van enige honderden parsecs.

Zo bleek dus het melkwegstelsel een roterend systeem te zijn. OORT heeft deze theorie nader uitgewerkt en aangetoond, dat als de sterren alle nog wat van elkaar afwijkende banen en snelheden hebben, hun relatieve bewegingen t.o.v. de zon een voorkeur-richting moeten vertonen ongeveer naar het centrum, dus ongeveer — met  $20^\circ$  afwijking — volgens de twee-stromen-theorie in SCHWARZSCHILD's vorm. Het centrum, waaromheen de omloop der sterren plaats vindt, ligt volgens OORT dan op ruim 6000 parsecs afstand; de daaromtrent geconcentreerde massa staat gelijk met 60.000 miljoen zonsmassa's, terwijl een vergelijkbare massa ijler over het gehele systeem verdeeld is; de zon zou dan 140 miljoen jaren voor een omloop nodig hebben. LINDBLAD berekende de afstand op 9400 parsecs en de duur op 200 miljoen jaren. PLASKETT en PEARCE leidden in 1938 uit de in Victoria opgenomen spectra van B-sterren af, dat het interstellaire gas aan de rotatiebeweging van de sterren deelneemt.

Zo zijn dan de hoofdtrekken van het stersysteem, waartoe de zon behoort, zijn algemene vorm en uitbreiding en zijn bewegingstoestand vastgesteld, geheel anders dan het bij het eerst dit veld ontsluitende onderzoek van KAPTEYN was gevonden. Wij mogen het het melkwegstelsel noemen, want wat wij als melkwegverschijnsel zien, voor het oog in een de hemel omspannende band van rijk gevormde zachte lichtschijnsels, op de foto's als schitterend-grillige lichtmassa's, is de duizendmillioenen-massa van de sterren van dit systeem. Doch half bedekt en versluierd door reusachtige slierten van donkere stofniveaus is de dichte kern van het systeem slechts in enkele kleine gedeelten onverzwakt zichtbaar als de lichtende melkwegwolken in de Schutter en omgeving. Onze zon ligt niet in of bij het centrum, maar ergens in het ijlere buitengebied — na COPERNICUS een tweede aantasting van menselijke middelpuntstrots — zodat wij naar de buitenkant, van het centrum af, alleen maar het uiterst flauwe melkwegschijnsel in Perseus zien. Of de zon zich nog in een enigszins dichtere condensatie bevindt, of dat dit „locale systeem” maar schijn is, door de absorberende niveaus om ons, is nog onzeker.

Deze vaststelling van ons sterrestelsel is niet zozeer een uitkomst als wel een taakomgrenzing voor de sterrekunde. Zoals na de vaststelling van ons zonnestelsel vier eeuwen geleden enige eeuwen nodig waren om zijn inhoud, zijn bouw, zijn wezen en wetten in detail te onderzoeken, zo is het nu met ons melkwegstelsel. Veel waarnemingsmateriaal is reeds verzameld, vele merkwaardige uitkomsten over de verdeling en de bewegingen van de afzonderlijke stergroepen en spectraalklassen zijn reeds verkregen, over de ophopingen van gezamenlijk bewegende reuzen-B-sterren als een soort geraamte van het geheel, over de verspreiding van de Cepheïden, van de c-sterren, van de planeetniveaus. Maar het bepalen van de juiste verdeling van de dicht-

heid van de lichtende sterren zowel als van de donkere nevelmaterie binnen het geheel van het systeem is nog een ontzaglijke taak, een vraagstuk van de toekomst.

#### 42. DE EINDELOZE RUIMTE IN

Ons zonnestelsel, reeds zo groot in vergelijking met de aarde, en nog meer met wat zich daarop bevindt, met ons zelf en onze omgeving, is nu opgenomen als klein deel in het melkwegsysteem, vele miljoenen malen groter en uit vele duizenden miljoenen zonnen bestaande, dat wij nu in zijn omvang en bewegingstoestand hebben leren kennen. Maar het melkwegstelsel is niet het gehele heelal. Wat ligt er buiten? Met deze vraag betreden wij een nieuw gebied, een derde platform van doorvorsing van de wereldruimte.

Hier staan wij enigszins anders dan in de voorafgaande onderzoeken. De geschiedenis is hier een korte inleiding tot de toekomst. Wat hier volbracht is, niet meer in de negentiende maar in het eerste deel van de twintigste eeuw, is slechts een eerste verkenning, een vooruitzien en openleggen van de weg, een opdoemend vermoeden nog slechts van de problemen, waar de wetenschap hier vóór komt te staan. Als afsluiting van de groei van ons sterrekundig wereldbeeld betekenen de nieuwe ontdekkingen in dit gebied niet zozeer een terugblik op het verleden als wel een uitzicht op komende ontwikkelingen.

Reeds hebben wij met enige sterstelsels buiten ons melkwegsysteem kennis gemaakt: de bolsterrehopen, de Magelhaense Wolken, de soms spiralige onoplosbare nevelvlekken. De bolvormige sterrehopen liggen alle naar één kant, in één halfmond van de hemel, waarvan de Schutter ongeveer het midden is. Het grootste exemplaar vertoont zich in Zuidelijke landen als een nevelig vlekje even helder als een ster van de 4de grootte, en werd als  $\omega$  Centauri in de sterrelijsten genoteerd; hier in het Noorden zijn enige kleinere als nevelige sterretjes van de 6de grootte juist voor het blote oog zichtbaar en worden als M (Messier) 13, M 92 (beide in Hercules) en M 15 aangeduid. De grote en de kleine Magelhaense Wolk, dicht bij de Zuidpool des hemels, zien er uit als losse stukjes melkweg,  $33^\circ$  en  $44^\circ$  van de middenmelkwegcirkel verwijderd; ze zijn dichte verzamelingen van sterren van alle soorten, sterrehoopjes, nevelvlekken, ook gasniveaus. Reeds JOHN HERSHEY had er op zijn Kaapreis een inventaris van opgemaakt.

In 1895 ontdekte BAILEY, een van de Harvard-astronomen, door vergelijking van een aantal opnamen van de bolsterrehopen M3, M5 en  $\omega$  Centauri, dat zich onder de sterretjes, die in de ijlere buitendelen afzonderlijk zichtbaar zijn, een groot aantal veranderlijke sterren bevindt. Sindsdien heeft men hetzelfde voor een dertigtal van deze hopen vastgesteld. Nagenoeg al deze veranderen hebben korte perioden van ongeveer een halve dag; maar er zijn er ook bij met perioden van meerdere dagen. Alle behoren tot de klasse van de Cepheïden, en uit een groot aantal foto's konden van alle de periode zowel als

de lichtkromme afgeleid worden. Ook in de Kleine Magelhaense Wolk werden ze in groot aantal aangetroffen; en in 1912 ontdekte Miss LEAVITT, op de Harvard-sterrewacht, dat er bij deze een volkomen correlatie bestond tussen de periode en de gemiddelde helderheid, d.i. de grootte halfweg tussen maximum en minimum. Hoe helderder ze zijn, des te langzamer pulseren ze. Bij een periode van 2 dagen was deze middengrootte 15,5, bij 5 dagen 14,8, bij 10 dagen 14,1, bij 100 dagen 12,0. Daar de sterren in zulk een hoop praktisch alle even ver van ons af staan, dus hun absolute grootte voor allen hetzelfde bedrag van de waargenomen grootte verschilt, betekende dit, dat voor de Cepheïden de periode regelmatig met de gemiddelde lichtkracht toeneemt. Uit de Cepheïden in ons melkwegstelsel had dat niet gevonden kunnen worden, omdat ze op verschillende onbekende afstanden van ons verwijderd zijn en hun parallaxen te klein zijn voor nauwkeurig meten. Aannemende echter, dat de Cepheïden overal in het heelal gelijksoortig zijn, kon HERTZSPRUNG deze in 1913 gebruiken om de schaal van helderheden te calibreren. Uit de kleine eigenbewegingen van 13 zulke sterren tussen de 2de en 6de grootte leidde hij hun gemiddelde parallactische verschuiving door de zonsbeweging, dus hun parallaxe en hun gemiddelde lichtkracht af. Hij vond dat hun gemiddelde absolute grootte  $-2,3$  was (7 grootteklassen helderder dan de zon), bij een gemiddelde periode van 6,6 dagen, waarvoor Miss LEAVITT 14,5 opgaf als fotografische grootte in de Kleine Wolk, wat visueel met 13,0 overeenstemt, dus 15,3 grootteklassen zwakker. Daaruit volgde, dat de Kleine Magelhaense wolk 1100 maal verder verwijderd is dan de standaardafstand 10 parsecs, waarvoor de absolute grootte geldt, dus dat ze op een afstand ligt van 11.000 parsecs. Doordat naderhand bleek, dat de gebruikte schaal van grootten bij die zwakke sterretjes ver in het Zuiden heel wat mis was, hebben latere herhalingen van deze berekening met betere gegevens, door SHAPLEY in 1918, de uitkomst voor de afstand van de Kleine Wolk gewijzigd tot 29.000 parsecs, aanmerkelijk meer dan de gehele afmeting van het melkwegstelsel.

Zo werden de kortperiodieke veranderlijke sterren, de Cepheïden, tot een maatstaf waarmee afstanden in de wereldruimte zijn te meten. Vuurtorensterren noemde JEANS ze zeer tekenend, wegens hun grote lichtkracht en hun periodiek opvlammend licht; zij zijn inderdaad lichtbakens in die verre verten, waaraan de sterrekundigen plaats en afstand in de diepten van het heelal peilen. Het eerst is daarvan gebruik gemaakt door SHAPLEY, nadat hij in 1916 en 1917 was begonnen met de 100-inch telescoop op Mt Wilson opnamen van de bolsterrehopen te maken en op deze voor de helderste en voor de veranderlijke sterren de fotografische en de fotovisuele grootte te meten. Waar Cepheïden voorkwamen, kon hij de afstand nu direct afleiden. Verder merkte hij op, dat steeds de helderste sterren in een hoop ongeveer  $1\frac{1}{2}$  grootteklasse helderder waren dan de Cepheïden van  $\frac{1}{2}$  dag, en alle rood van kleur, rode supergiganten. Ook vond hij, dat hoe kleiner de afmeting is van een hoop, des te zwakker zijn de sterren, en des te zwakker is ook de totale helderheid van de sterrehoop, die vroeger door HOLETSCHEK te Wenen voor een groot aantal bepaald was. Dus deze bolsterrehopen zijn alle naar hetzelfde plan gebouwd; hun aspect verschilt alleen doordat hun afstanden verschillen. En deze konden nu, in 1918 en '19, voor alle 86 bolsterrehopen bepaald worden, zij het voor sommige ook alleen maar uit de schijnbare mid-

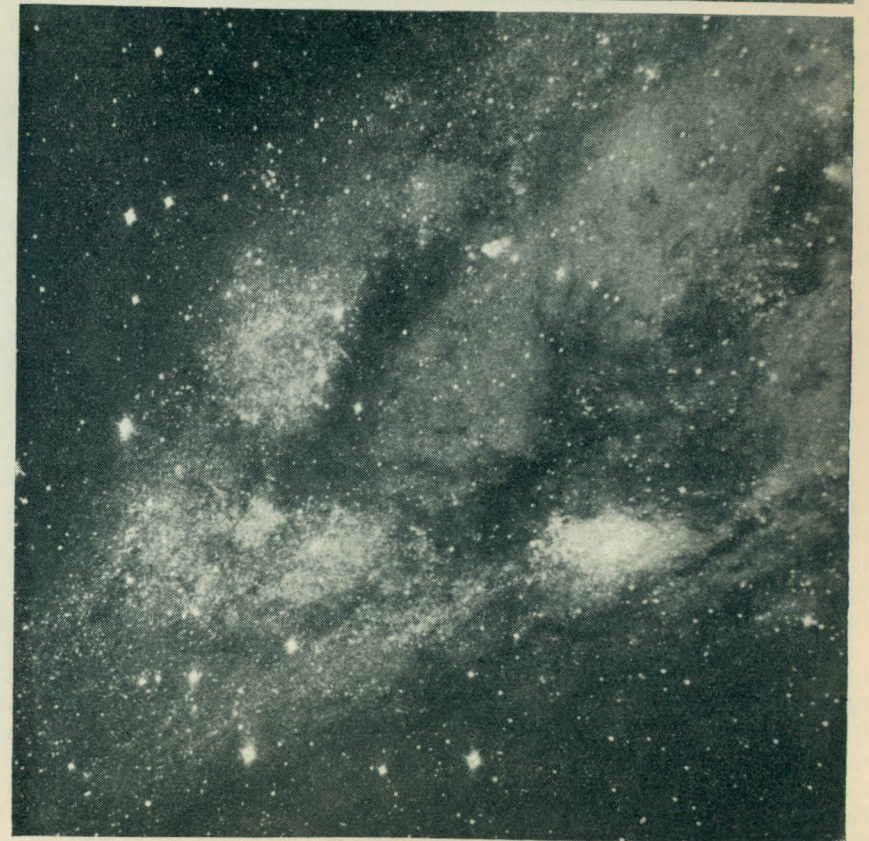
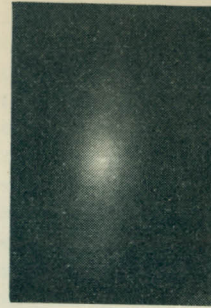
dellijn of de totale helderheid. Het bleek nu, dat de dichtstbijzijnde, de reeds vermelde  $\omega$  Centauri van de 4de grootte, 6500 parsecs, de verstverwijderde (grootte 9,7) 67.000 parsecs verwijderd is; en dat ze een rondachtig gebied innemen, dat geheel aan de éne kant van ons ligt en waarvan het midden op  $325^\circ$  lengte (in de Schutter) ruim 20000 parsecs van ons is verwijderd. In het middenvlak van de melkweg ontbreken ze echter, blijkbaar ten gevolge van de sterke absorptie in het melkwegvlak. Al lagen deze sterrehopen dus buiten de stermassa's van het melkwegstelsel, toch beschouwde SHAPLEY ze als een stelsel dat bij ons melkwegsysteem behoort, als een soort buitenomgeving. Zijn werk was de eerste duidelijke aanwijzing, dat ons sterstelsel zich in de richting van de Schutter veel verder uitstrekte dan men tot dusver had aangenomen, en dat in die richting, ver van ons verwijderd, het middelpunt moet liggen. In een discussie in 1921 met CURTIS over de schaal van het heelal schat hij de totale afmeting zelfs op 100.000 parsecs. Dit is veel meer dan bij de later door OORT gevonden afstand 6000 tot het middelpunt van wenteling past; maar het is ook zeker te groot, daar er toen nog geen rekening met de later ontdekte verzwakking der nevels door melkweg-absorptie was gehouden. De beide Magelhaense Wolken, op ongeveer 26.000 en 29.000 parsecs afstand, met middellijnen van 4000 en 2000 parsecs, behoren er dan ook bij als een soort kleinere satellieten van ons melkwegstelsel.

Waar liggen nu de niet-oplosbare nevelvlekken? Er is lang over gestreden of ze binnen of buiten de grenzen van ons melkwegstelsel liggen. In de vermelde discussie van 1921 verdedigde CURTIS de opvatting, dat ze „island universes” waren, afzonderlijke stersystemen buiten en gelijksoortig met het melkwegstelsel, dat hij voor niet groter dan 10.000 parsecs hield. Daarentegen meende SHAPLEY, vooral wegens hun ophoping rondom de melkwegpolen, dat ze tot ons melkwegstelsel behoren, dat bij hem ook zoveel groter was, een „continent universe”. Het ontbreken van zichtbare sterretjes, terwijl toch het spectrum continu was, schreef hij toe aan een sterk licht-verstrooiende nevelstof: „de spiraalnevels bestaan niet uit echte sterren maar zijn echte nevelachtige voorwerpen”. Hun ophoping aan de polen van de melkweg, waar het ontbreken van sterren plaats liet voor andere soorten van hemelobjecten, verloor echter zijn bewijskracht als argument, toen de sterke absorptie in het melkwegvlak als oorzaak van de bijzondere verdeling en deze zelf als een schijn onthuld was. Intussen waren bij de 13.000 nevels van DREYER's „New General Catalogue” van 1888, in de volgende decennien, eerst door de fotografische hemelopnamen van MAX WOLF en van PALISA, daarna door die van de FRANKLIN ADAMS-kaarten en van de Harvard-sterrewacht, telkens nieuwe duizendtallen steeds zwakkere en kleinere nevelvlekjes gekomen. Volgens de ene opvatting moest men ze als werkelijk kleiner, volgens de andere als verder verwijderd beschouwen. Gaandeweg werd het als vanzelfsprekend beschouwd, dat zij in werkelijkheid niet kleiner waren, maar door hun grotere afstand zwakker en kleiner schijnen. Wel zijn deze nevels niet naar één plan gebouwd; deels zijn ze gelijkmatig van licht, van binnen naar buiten afnemend en uitvloeiend, rond of elliptisch afgeplat; deels zijn ze voorzien van spiraalarmen, die of van uit een kleine kern wijd uitzwaaien, of in nauwere windingen dicht om een grote kernmassa liggen. In beide gevallen kunnen ze of van bovenop in hun ware gedaante gezien worden, zoals de als typen van mooie spiraalnevels vaak afgebeelde M33 in de Driehoek en M99

in de Jachthonden, of min of meer schuin, dus afgeplat; dit laatste is het geval bij de mooiste en grootste onder hen, de sedert 1619 bekende langwerpige nevelvlek van Andromeda, M31, waarvan de opnamen van ISAAC ROBERTS in 1890 voor het eerst de spiraalstructuur aantoonde.

In 1885 was een nieuwe ster verschenen, een nova, van de 7de grootte, in het heldere kerngebied van de Andromeda-nevel. Men kon natuurlijk niet met zekerheid zeggen, dat deze tot de nevelvlek behoorde en er niet toevallig juist vóór stond; maar het werd toch wel waarschijnlijk geacht. In latere jaren echter, toen met de grote telescopen op Mt Wilson vele opnamen van deze nevelvlek werden gemaakt, werden daarop nu en dan sterretjes ontdekt met eenzelfde helderheidsverloop — plotselinge uitbarsting tot een maximum en dan langzame afname en verdwijnen — als bij de novae van ons melkwegstelsel; maar die maxima waren niet helderder dan van de 15de tot de 18de grootte. Dat moest reeds een vermoeden wekken van zeer grote afstand. In de jaren 1919 tot 1926 heeft toen HUBBLE met de 60 inch en de 100 inch telescoop op Mt Wilson opnamen op grote schaal gemaakt van de buitendelen in en om de spiraalarmen, zowel bij de Andromedanevel als bij M33 in de Driehoek. En op deze foto's was nu eindelijk het nevellicht in een overvloed van uiterst kleine sterretjes opgelost. Een zorgvuldige doorvorsing met de blinkmicroscop, aangevuld door grootteschattingen, liet daaronder, naast 67 novae in de Andromedanevel, bij elk der beide een 40-tal veranderlijke sterren van het Cepheïdentype onderkennen. Ze hadden perioden tussen 10 en 80 dagen en hun maximumhelderheid lag tussen de 18de en 19de grootte — de minima lagen beneden de grens van de opnamen, evenals ook de sterren met kortere periode. Maar deze maximale helderheden van de helderste Cepheïden waren al voldoende om, door vergelijking met die van de Kleine Wolk, vast te stellen dat M33 9 maal verder verwijderd was dan deze, dus zich op een afstand van 260.000 parsecs bevindt, en de Andromedanevel op 275.000 parsecs. De middellijn van de eerste is van de orde van 5000, die van de ander is ongeveer 14.000 parsecs.

Zo was dan uitgemaakt, dat op een afstand van meerdere honderdduizenden parsecs zich andere stersystemen bevinden, vergelijkbaar met ons melkwegstelsel. Dus dat andere melkwegstelsels, die zich aan ons als spiraalnevels vertonen, de ruimte buiten ons stelsel bewonen. Tot hoever, en hoeveel? Er is geen enkele reden om aan te nemen, dat zij zich zouden beperken tot de nabuurschap, waar deze paar helderste en grootste, dus wel meest nabije specimina zich bevinden. Op 10 maal grotere afstand zouden deze 10 maal kleiner in afmeting en 5 grootteklassen zwakker in helderheid zijn. Dus de kleinere spiraalnevels met een helderheid afdalende tot de 10de en 11de grootte mogen wij aannemen dat op afstanden tot 3 miljoen parsecs liggen. Maar daarmee houden ze niet op. Nu zij eenmaal tot voorwerpen van onderzoek waren geworden, waarvan men wat te weten kon komen, werden ze stelselmatig opgespoord. Indertijd had reeds PICKERING op de Harvard-sterrewacht mooie grote platen van uitgebreide hemelstreken opgenomen; daarop werden nu, sinds SHAPLEY daar in 1921 directeur was geworden, alle kleinste nauwelijks van sterretjes van de 13de tot de 16de grootte te onderscheiden zwakke neveltjes zorgvuldig opgespoord en gecatalogiseerd. Bij duizenden en tienduizenden kwamen ze nu voor den dag, de steeds verder verwijderde melkwegstelsels, bewoners van steeds uitgestrekter eindeloosheden van de



De nevelvlek in Andromeda.

1. Tekening van F. KAISER. — 2. Foto van I. ROBERTS.
3. Foto van de Z.W. buitenrand, Mt. Wilson.



ruimte, tot afstanden van 20, 30, 50 miljoen parsecs. En evenzo werden in en sinds de twintiger jaren opnamen op Mt Wilson gedaan, om de aantallen en verspreiding van nog zwakkere en verdere nevels te leren kennen.

Ontzaglijk breidde zich zo de door de sterrekunde geëxploreerde wereldruimte uit. En het aantal melkwegstelsels in deze ruimte kon gevoeglijk op honderdduizenden en miljoenen geschat worden. „A galaxy of galaxies”, een melkweg van melkwegen noemde SHAPLEY ze. Ze waren echter niet regelloos verspreid; het bleek, dat ze veelal in hopen en bijeenbehorende groepen dichter opeengedrongen stonden. Bij de Noordpool van de melkweg, in de sterbeelden het Hoofdhaar en de Maagd bevindt zich een reeds lang bekende dichtere opeenhoping van vrij heldere spiraalnevels; groepen van honderdtallen bijeenstaande kleinere nevels kwamen steeds meer op verschillende plaatsen van de hemel voor den dag. Binnen elke groep waren er grotere en kleinere; SHAPLEY vond, dat ons eigen melkwegstelsel tot de allergrootste behoort en de meeste veel kleiner zijn. Men kon zelfs een „lichtkrachtfunctie” voor de nevels van een groep opmaken, die dan weer dienst kon doen om de afstand van elke groep vast te stellen. Er zit dus structuur in deze nieuw opgelegde wereld.

Nu doet zich de vraag voor: zouden we nu zo aldoor maar door kunnen gaan? In een oneindige ruimte betekent 50 miljoen parsecs als afmeting van dit melkwegen-systeem principieel niet veel anders dan 1 parsec, of 1 zonsafstand, of 1 cm. Maar is de ruimte werkelijk oneindig? Sinds de meetkundige beschouwingen van GAUSS in het begin van de 19de eeuw, en van RIEMANN (omstreeks 1854) over niet-euclidische ruimten, zijn de natuuronderzoekers meer en meer tot de overtuiging gekomen, dat wij geen zekerheid hebben over de absolute geldigheid van de meetkundige stellingen van EUKLIDES voor onze ruimtelijke wereld. Er kan evengoed een kleine afwijking zijn in de zin van de meetkunde van RIEMANN, in welke de hoeken van een driehoek samen iets meer dan  $180^\circ$  zijn, twee evenwijdige lijnen elkaar op eindige afstand zullen snijden, en de ruimte wel onbegrensd maar niet oneindig groot is. Dit is alles het best voor te stellen naar de analogie van twee dimensies, waar de meetkunde van het platte vlak dan op dezelfde wijze zou worden vervangen door de meetkunde van een boloppervlak; deze zou bij een grote kromtestraal zeer weinig, bij een kleine kromtestraal reeds op kleine afstand sterk van die van het platte vlak afwijken. De afmetingen van ons melkwegstelsel zijn te klein dan dat daarbij al een verschil tussen beide meetkonden bemerkbaar zou zijn. Maar in het duizenden malen grotere systeem van melkwegen zou men mogelijk al wel op symptomen van zulk een „kromming” van onze ruimte kunnen stoten. Bijvoorbeeld op deze wijze dat voor elke volgende zwakkere grootteklasse, bij gelijkmatige ruimteopvulling, het aantal spiraalnevels niet meer vier maal, maar minder toeneemt, en ten slotte, doordat de volumina der verdere bolschillen kleiner worden, zelfs afneemt. Dit zou dan door de eindigheid van de ruimte en van het aantal werelden in getal en maat te verklaren zijn.

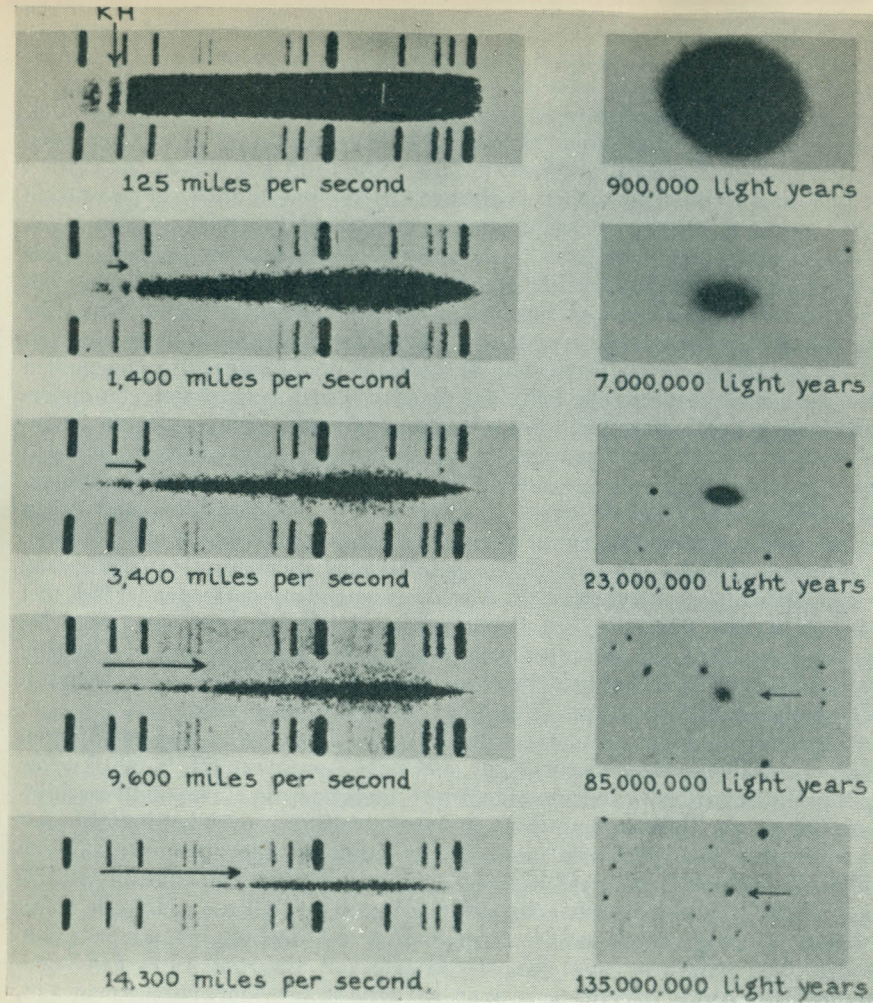
De beantwoording en zelfs de behandeling van deze vraag werd echter door nieuwe onverwachte ontdekkingen geheel en al opzij geschoven, of juist nog, in nieuwe wijdere problemen opgenomen. Wij vermeldden reeds, dat de spectrografisch gemeten radiële snelheden van de bolsterrehopen, de Magelhaense Wolken, en de helderste spiraalnevels alle duidelijk de snelheid

van 300 km van de zon t.o.v. het centrum van het melkwegstelsel vertonen; waarbij individuele afwijkingen, dus eigenbewegingen der afzonderlijke voorwerpen van honderden kilometers, positief of negatief (verwijdering of nadering) overbleven. Toen, om het materiaal van gegevens te vergroten, ook van zwakkere spiraalnevels de radiële snelheid gemeten werd, met name door SLIPHER op de Lowell-sterrewacht en door PEASE op Mt Wilson, in 1916—'17, bleek deze bij allen positief te zijn; ze liepen alle van ons weg, de zwakste zelfs sneller dan 1000 km per seconde. SHAPLEY wees daarop reeds in 1919, maar kon toen nog niet uitmaken, waarmee deze toename van snelheid samenhang. Maar in 1929 toonde HUBBLE aan, dat de snelheid van verwijdering van de afstand afhangt, en wel regelmatig met de afstand toeneemt. Om deze merkwaardige samenhang nader op de proef te stellen, moesten spectra van steeds zwakkere nevelvlekjes, van de 14de tot de 18de grootte opgenomen worden; daartoe moest alle licht, dat op de 100 inch spiegel viel, een oppervlak van 5 vierkante meter, in een spectrumpje van 2 of 3 mm lengte geconcentreerd worden. Op deze spectra, die continu waren en als totaalbeeld van de gezamenlijke sterren van het stelsel ongeveer met het type G overeenstemden, waren enkel de sterke lijnen H en K, meest ook de band G, en soms enkele waterstoflijnen zichtbaar; maar alle op ongewone plaatsen, voor steeds kleinere neveltjes verder naar het rood verschoven, tot een bedrag van tientallen en honderdtallen Angström-eenheden, corresponderend met snelheden van duizenden en tienduizenden kilometers van ons weg. De grootste snelheid, in 1936 gemeten, was 42.000 km voor een nevelvlekje van de grootte 17,9, het helderste van een groep in de Grote Beer, waarvan de afstand door HUBBLE op 72 miljoen parsecs werd geschat.

Deze ontdekking, dat de verre melkwegstelsels zich van ons verwijderen met een snelheid evenredig met hun afstand — ongeveer 500 à 600 km/sec per miljoen parsecs — openbaarde een zo merkwaardig en vreemd verschijnsel, dat zij een algehele ommekeer in onze opvattingen over het heelal moest meebrengen. Het betekende niet, dat ons melkwegstelsel met onze zon een bijzondere plaats in het wereldgeheel inneemt; het betekent, dat dit wereldgeheel bezig is zich in een gelijkmatig tempo uit te zetten, zodat alle leden zich gelijkmatig van elkaar verwijderen. Daar 500 km per seconde hetzelfde is als 0,52 parsec in 1000 jaar, is de rate van uitzetting ruim één tweeduizendmillioenste van de tegenwoordige afstand per jaar. Neemt men aan, dat elk melkwegstelsel steeds dezelfde rechtlijnige beweging van nu gehad heeft, dan zouden ze 2000 miljoen jaren geleden alle vlak bij elkaar op een hoopje hebben gezeten.

Hier staat men plotseling voor een datum uit het verre verleden, iets, waarvan men nooit het minste vermoeden had kunnen hebben. In alle steeds min of meer fantastische theorieën der kosmogonie, die in ieder geval sterke extrapolaties van tegenwoordige processen betekenen, is altijd gedacht aan gelijkmatige ontwikkelingen, die men onbepaald ver terug in het verleden zou kunnen vervolgen. Dat gaf zekere onbehagelijkheden, die altijd optreden als men zo roekeloos is om over het oneindige te spreken. Nu echter wordt men onvermoed voor een soort begindatum gesteld, wel geen schepping, maar toch een tijdstip van waaruit de hedendaagse ontwikkeling begonnen is, en waarachter men niet nog verder terug kan zien.

Nu berust dit, wel is waar, geheel daarop, dat men aanneemt, dat de snel-



#### Radiële snelheden van nevelvlekken.

(naar E. HUBBLE, *The realm of the nebulae*).

De door de pijlpunt boven het spectrum aangegeven verplaatsing van de dubbele lijn H en K (onderbrekingen in het continue spectrum) bepaalt de snelheid van verwijdering (1 mile = 1.6 km; 1 lichtjaar =  $1,3\frac{1}{4}$  parsec.).

heid van een melkwegstelsel ten eeuwigen dage steeds dezelfde was en blijft, wat wel met onze mechanische „wet der traagheid” in overeenstemming is, maar daarbij toch zonder volstrekte zekerheid. Maar nu viel de aandacht op nog andere verschijnselen, die in dezelfde richting wijzen. Het gehalte van radio-actieve stoffen in de aardse gesteenten, alsook in de meteoren, vergeleken met hun bekende snelheid van verval, wijst op een beginstadium in teruggelegen tijdsverlopen van dezelfde orde van grootte. Voor de open sterrehopen in ons melkwegstelsel wordt ondersteld, dat ze ontstaan zijn uit dichte opeenhopingen, die door de aantrekking van naburige sterren geleidelijk uiteengerafeld zijn; dan kunnen ze niet reeds eindeloos lang daaraan zijn blootgesteld, en een schatting van de benodigde tijd voor de tegenwoordige graad van losheid voerde tot een soortgelijke levensduur voor ons melkwegstelsel. Ook de aequipartitie van bewegingsenergie — het feit dat de massaalste sterren de kleinste snelheden hebben — wordt uit hun onderlinge werkingen slechts begrijpelijk, als ze in vroegere tijden veel dicht bij elkaar samengedrongen waren. Al deze gedachtengangen leidden naar een zelfde opvatting: dat in een ver teruggelegen tijd van een paar milliard jaren geleden de hedendaagse ontwikkeling begon van uit een oorspronkelijke toestand, waarin de melkwegstelsels en mogelijk ook de sterren zelf zeer dicht bijeenstonden. Of, zoals het wel eens uitgedrukt wordt: wat toen een eenheid was in oertoestand is door een explosie, een uitbarsting uiteengereten, en de delen zijn toen, elk met zijn eigen grotere of kleinere, maar daarna gelijk-blijvende snelheid hun tocht naar de oneindige verten begonnen.

Zo is in wat te voren zich in de neveligheid van het oneindig verre verleden geleidelijk scheen te verliezen, een onderbreking, een bepaald tijdstip opgedoken; er is tekening en relief in gekomen. Wel nog als een raadselachtig vraagstuk vol onvoorstelbare tegenstrijdigheden, maar die nu richting kunnen geven aan nieuw onderzoek.

De nieuwe ontdekking van het uit elkaar lopen der melkwegstelsels viel in een tijd, die reeds vol was van diepgaande beschouwingen over ruimte en tijd. EINSTEIN's algemene relativiteitstheorie, in 1916 geformuleerd, bracht de gravitatie terug tot plaatselijke door de materie bewerkte krommingen van de ruimte, of eigenlijk van het vierdimensionale ruimte-tijd-schema. Door de totaliteit van alle aantrekkende massa's moest de ruimte als totaal ook een positieve kromming hebben, dus een eindige inhoud. Uit de door EINSTEIN en door DE SITTER opgestelde formules bleek echter, dat de inhoud van zulk een ruimte niet in stabiel evenwicht kon zijn; volgens een door LEMAÎTRE te Leuven in 1927 opgestelde theorie moest de kromtestraal veranderen. In verband met de uiteenwijkende nevelvlekken ontstond zo de voorstelling van het „uitdijend heelal”. Daarin gaan de materiële elementen, de melkwegstelsels, steeds verder uiteenwijken; maar nu niet zo dat de voorwerpen elkaar door hun beweging ontvliden, maar doordat de ruimte, waarin ze hun plaats innemen, uitzet — in twee afmetingen zouden punten op een zich uitzettende bol iets dergelijks vertonen.

Daarmee kreeg het nieuw ontdekte verschijnsel van de grote nevelsnelheden een natuurlijke verklaring; of juist: een diepere achtergrond, als uitvloeisel van een eigenschap van de ruimte. EDDINGTON heeft in 1931 deze theorie nog zover uitgebreid en in verband gebracht met de atoomstructuur der materie, dat hij een berekening gaf van het aantal electronen en protonen

in het heelal (elk  $1,3 \cdot 10^{79}$ ), dus de totale massa ( $1,08 \cdot 10^{22}$  zonnemassa's), en van de snelheid van verwijdering der spiraalnavels (528 km/sec per miljoen parsecs afstand), zuiver theoretisch door enkel van de bekende fysieke constanten uit te gaan. Maar zijn theorie werd door vele natuurkundigen niet aanvaard. De moeilijkheden en ingewikkeldheden van de voorstelling van het uitdijend heelal deden echter ook herhaaldelijk de gedachte opkomen, of de sterke roodverschuiving van de spectraallijnen der verre navels noodzakelijk door grote snelheden van ons af moesten verklaard worden, of dat er in die honderd miljoen jaren, die het licht onderweg was, ook nog andere invloeden een rol konden hebben gespeeld. MILNE heeft in een aantal studies sedert 1932 een geheel andere cosmologische theorie opgesteld, waarbij de vrijheid van keuze, welke verschijnselen men, extrapolierend tot in steeds verder verleden, als maatstaf voor gelijkmatig verlopende tijd wil aannemen, veroorlooft een eenvoudige ruimtebouw aan te nemen; de roodverschuiving ontstaat hier, doordat in steeds verder terugliggend verleden de atoomtrillingen, uitgedrukt in de tijd van de dynamica van Newton, steeds minder snel waren.

Zo staat de sterrekunde voor een veelheid van nieuwe problemen. En wel van geheel andere aard dan vroeger, geen zuiver astronomische, maar problemen van ruimte en tijd, van wereld en wetenschap, die tegelijk astronomisch, fysisch en mathematisch zijn. Problemen over wat te voren, als het eenvoudig onvoorstelbare, in een korte term het oneindige in ruimte en tijd heette, en wat nu is geworden tot een veelzijdig gevarieerd, raadselachtig object van een nieuwe wetenschap, samenstel van sterrekunde, natuurkunde, wiskunde en kennisleer, waarvoor reeds de naam cosmologie in gebruik is gekomen. Problemen waaraan de scherpzinnigste theoretici, door verbinding van steeds nieuwe sterrekundige gegevens, van fundamentele fysieke beschouwingen en van de meest abstracte wiskundige methoden zullen moeten samenwerken, onder de meest zorgvuldige bezinning op de kennis-theoretische grondslagen van al ons denken en weten. In deze samensmelting met de andere wetenschappen wordt dan de sterrekunde, de wetenschap der sterren, tot een wetenschap van het heelal.

#### 43. HET LEVEN DER STERREN

Wij hebben reeds vermeld, dat de Babylonische sterrekundigen in hun rekenvoorschriften de dagelijkse plaatsverandering van de zon of de maan met een woord aanduidden, dat het „leven” van dit hemellicht betekende. Eigenbeweging van een ding was voor hen het kenmerk van het leven. Voor de moderne wetenschap bestaat het leven van de levende wezens in de eerste plaats in omzettingen van energie. Alle levensprocessen van elk organisme vormen een deel in de grote kringloop der natuur, in de vormwisselingen van materie en energie; elke levensuiting, alle activiteit is omzetting van energie, met opname uit de buitenwereld, afgifte aan de buitenwereld. De bron van alle, — of nagenoeg alle — energie die op aarde deze kringloop volbrengt,

is de straling van de zon. Wat in de organismen plaatsvindt, de processen waaruit het leven put, al onze levensenergie, is zachte nawerking van de krachtige straling die de aarde van de zon opvangt. En deze opgevangen straling is zelf de door grote afstand 50 duizend maal verzwakte energiestroom, die door de buitenlagen van de zon, door materie van omstreeks 6000 graden gloei-hitte uitgezonden wordt. Zo mag dan in beeldspraak gezegd worden, dat ons leven een flauwe verre uitdeining is van het leven, d.i. de energie-omzettingen in de sterren, in onze ster, de zon.

Wanneer wij dus vragen naar de bron van alle leven in het heelal, ons eigen leven inbegrepen, dan is dit de vraag naar de oorsprong van de energie in de sterren. Wij hebben dit vraagstuk reeds ontmoet in de vraag naar de oorsprong en het behoud van de zonnearmte. Maar het toen, in de negentiende eeuw gegeven antwoord was onbevredigend: de 20 miljoen jaren, die de contractietheorie aan de zon toekende, was veel te kort voor de duur van de geologische processen van vertering, slibafzetting en vorming van nieuwe gesteentelagen, waarvoor de geologie minstens enige honderd miljoen jaren eiste. De physica en de astronomie uit die tijden konden echter geen meer bevredigende oplossing geven.

Het probleem werd opnieuw, maar nu in meer gedetailleerde scherppte, aan de orde gesteld, toen EDDINGTON in 1916 zijn eerste onderzoeken over de inwendigen bouw van de sterren bekend maakte. De wiskundige vergelijkingen, die deze bouw bepaalden, drukten uit, dat bij een ster in evenwicht elke laag of bolschil juist zoveel energie naar buiten straalde als in meer binnenwaarts gelegen lagen ontstond. De in het binnenste van een ster gevormde energie was een fundamentele grootheid in het vraagstuk; in detail moest daarop worden ingegaan wáár ze ontstond, waaruit, waardoor, van welke factoren afhankelijk. Maar men wist er eigenlijk niets van; en EDDINGTON voerde derhalve zijn berekening uit onder twee zo ver mogelijk uiteenliggende onderstellingen — met gelukkig niet zo heel ver uiteenliggende uitkomsten — nl. dat de energie door de hele massa heen gelijkmatig ontstond; en dat alle energie enkel vlak bij het middelpunt wordt gevormd, waar temperatuur en dichtheid het hoogst zijn.

Was er een bron voor die nieuw ontstaande energie aan te geven? Dat was nu mogelijk geworden, doordat zich in de tussentijd een revolutie in de grondslagen van de natuurkunde had voltrokken. EINSTEIN had in zijn relativiteitstheorie de gelijkwaardigheid, of eigenlijk identiteit van massa en energie aangetoond; 1 gram massa staat gelijk met  $9 \cdot 10^{20}$  ergs. Hoe kolossaal deze hoeveelheid is, kan daaruit blijken dat de door gewone verbranding, door verbinding van koolstof en zuurstof uit 1 gram materie vrijkomende energie daarvan slechts het één tienduizendmillioenste deel is. Het was dus nu denkbaar, dat nieuwe energie ontstaat door vernietiging van massa, van materie. Dat zou dan betekenen, dat de ster straling uitzendt ten koste van haar materie, dat deze dus langzaam vermindert, opbrandt, om het zo te noemen, maar met een effect miljoenen malen groter dan bij onze gewone verbranding. In zijn klassiek geworden boek over de inwendige toestand van de sterren kon EDDINGTON in 1926 daarover slechts twee vermoedens uiten. Óf er is directe partikel-vernietiging; wanneer een positief geladen proton en een negatief geladen electron zich zo verenigen, dat hun lading verdwijnt, moet hun gezamenlijke massa in stralingsenergie (gamma-straling) worden omge-

zet. Óf wel vorming van helium uit waterstof. Wanneer 4 waterstofkernen met 2 electronen zich verenigen tot een heliumkern, gaat er 0,0124 in gewicht verloren (ongeveer  $\frac{1}{320}$  van het totale gewicht), en dit verschil is in energie veranderd. Per jaar behoeft er dan slechts een hoeveelheid waterstof gelijk aan één honderdduizendmillioenste van de zonsmassa in helium te worden omgezet om de huidige zonnestraling (30 miljoen ergs per jaar per gram) te compenseren. Dit geeft een levensduur, lang genoeg. Maar gebeurt dit nu ook werkelijk? Of liever, onder welke voorwaarden zou zoiets kunnen gebeuren?

Hier kon de sterrekunde alleen niet verder komen; zij moest hulp zoeken bij de physica; en wel bij het pas opgegroeide en nu juist snel omhoogschietende gebied van de kernphysica. Sinds RUTHERFORD in 1919 een atoomkern door beschieting met uiterst snel voortvliegende partikeltjes, die er indringen, in een ander soort atoomkern had veranderd, pasten tal van physici deze methode toe om alle soorten van kernen in elkaar om te zetten, op te bouwen en af te breken, en alles van deze transmutaties te weten te komen: hoeveel energie ze opleveren of omgekeerd absorberen, en hoe dikwijls ze plaatsvinden. De grote snelheid, die voor dit indringen nodig is, komt in de natuur slechts voor als gevolg van zeer hoge temperaturen, millioenen en tientallen of honderdtallen van millioenen graden. De zulke vindt men enkel in het binnenste van de sterren. De sterren zijn de grote wereldfornuizen die, gestookt door de energie die bij deze transmutaties vrijkomt, zichzelf op de benodigde hoge gloeihitte houden.

Zo is, met het binnenste van de atomen, ook het binnenste van de sterren voor de blikken van de natuuronderzoekers open gegaan. Aan de zichtbare buitenkant, waar temperaturen van duizenden en enige tienduizenden graden heersen, worden, wat zich in de sterspectra manifesteert, de buitenste electronen van de atomen omhoog en omlaag geworpen, afgerukt, vrijgemaakt, en weer gevangen, in een onophoudelijk wisselend spel van absorptie en emissie van straling, van excitatie, ionisatie en recombinatie. Dieper in de ster, in dichtere lagen, vanwaar de directe straling niet meer tot de buitenwereld en tot onze instrumenten kan doordringen, worden bij de hogere temperaturen van vele tien- en honderdduizenden graden gehele schillen van electronen voorgoed afgerukt, en alleen de stevigst gebonden binnenste electronen van de zwaarst geladen atomen blijven, of ontleden en recombineren steeds weer opnieuw. Dit mag inwendig leven in de ster heten; maar het is nog alleen een passief leven: de energie die van binnen komt, wordt door deze processen enkel verder naar buiten toe doorgegeven. Tot ten slotte, als wij nog dieper binnenin nog hogere temperaturen ontmoeten, van millioenen graden, ook deze reeds zover vergruizelde atomen het niet kunnen houden, en slechts naakte atoomkernen overblijven, niet in staat om uit het talrijke ordeloos voortrennende electronenvolk duurzaam geordende stelsels te bouwen.

Maar daarmee is het niet uit. Nu treden, bij nog hoger temperaturen, in de dichtste centrale gebieden van de sterren, nieuwe processen op, nu in de atoomkernen zelf. In de wirwar van woest dooreenvliegende deeltjes dringen nu en dan protonen of ook heliumkernen (alpha-deeltjes) in de zwaardere atoomkernen binnen, en vormen zo nieuwe kernen, die grotendeels weer uiteenvallen door negatieve of positieve electronen uit te werpen of zich te

splitsen, onder uitzending of soms opslorping van gammastralen. Maar ook bestendige kernen ontstaan daarbij, en zo worden uit de waterstofkernen, de protonen, gaandeweg duurzame zwaardere atoomkernen opgebouwd. Al deze processen worden nu, met behulp van de empirische gegevens van de physica, steeds beter theoretisch te volgen en te berekenen, zowel wat hun energiebalans betreft als hun talrijkeheid als functie van dichtheid en temperatuur. Dit is het eigenlijke, het actieve eigen leven der sterren, dit spel van onafgebroken processen van omvorming, opbouw en afbraak der kernen, in de felste uitersten van snelheid, van temperatuur, van druk, waarvoor wij net zulke millioenengetallen moeten gebruiken als voor de afmetingen van het heelal. Een moeilijkheid, dat de centrale stertemperaturen nog niet hoog genoeg waren voor deze processen, werd in 1929 door GAMOW opgeheven, die met behulp van de golfmechanica aantoonde dat, waar de aanvloeiende deeltjes geen snelheid genoeg hebben voor het inbreken in de atoomkernen, toch een klein percentage — maar genoeg voor het doel — er heimelijk in weet te sluipen.

De wetenschap van deze processen is nog pas in haar begin; de weg, waarlangs men mag hopen de talloze vraagstukken omtrent oorsprong, leven en lot van de sterren op te lossen, begint eerst geopend te worden. Het is echter reeds gebleken, door een onderzoek van BETHE in 1938, dat in een cyclus van opbouw en afbraak van koolstof-, stikstof- en zuurstofkernen als resultaat zoveel heliumkernen uit protonen ontstaan, dat daarmee de huidige straling van de zon te verklaren is; dus dat dit oude probleem van de oorsprong van de zonnewarmte nu opgelost is. Maar er is nog meer mee gewonnen. Is de bron van de energie bekend, dan weet men ook hoe de energieproductie van de dichtheid en de temperatuur afhangt, en wel bepaaldelijk, dat zij in de centrale delen plaats vindt. Doordat dan het obstakel, waar EDDINGTON voor moest blijven staan, weggeruimd is, is men in staat nu de inwendige bouw van de sterren met groter exactheid te berekenen.

Wij beginnen nu dus iets te weten van de inwendige levensprocessen van de sterren. Maar leven is niet enkel een eindeloze herhaling van steeds dezelfde energie-omzettingen. Leven is ontwikkeling. Zoals bij elk organisme het leven niet enkel bestaat in de processen binnenin, maar ook in de groei van het geheel, in wording en ontwikkeling van individu en soort, zo ook bij de sterren. Leven is voortgaande verandering, is voortgang waarvan geen teruggang mogelijk is, volgens de Tweede Wet. Leven is ouder worden, ontstaan en vergaan.

Dit is dus het oude vraagstuk van de evolutie van de sterren, dat nu in een nieuw licht verschijnt. De vraag hoe de sterren ontstonden en zich ontwikkelden, welke typen en soorten zich in welke andere omvormden, was telkens al in de laatste eeuw gesteld en beantwoord, als de waarneming nieuwe gezichtspunten had geopend — zo het laatst in aansluiting aan het Hertzsprung-Russell-diagram. Maar steeds ontbrak de zekerheid. Het leven van de mensheid was te kort om voortgaande veranderingen in de sterren te kunnen merken; wij zien de veelheid van vormen, maar hoe ze uit elkaar ontstonden, welke bij elkaar behoren als oudere en jongere fasen in de evolutie, kan alleen met het geestesoog gezien, door de theorie onthuld worden. En dit is niet mogelijk, zolang het inwendig mechanisme niet volledig bekend is.

Nu begint dit mechanisme bekend te worden. En er is inderdaad een rich-

ting van voortgang in de processen die zich diep in het binnenste van de sterren voltrekken. Uit de oerstof, waterstofkernen, protonen worden daar heliumkernen, en dan ook zwaardere atoomkernen opgebouwd. Het gehalte van de ster aan waterstof wordt geleidelijk kleiner; daarmee verandert het gemiddeld atoomgewicht der vrije deeltjes, en daarmee verandert de opbouw van de lagen, hun dichtheid en temperatuur, verandert de energieproductie van de ster, en haar spectraaltipe. BENGT STRÖMGREN en EDDINGTON hebben dit geleidelijk opgebruiken van de waterstof bestudeerd als bepalende factor in de evolutie van de sterren. Loopt de voorraad waterstofkernen ten einde, dan zal, voorzover we nu kunnen zien, de ster ten slotte moeten uitdoven. Het is natuurlijk zeer goed mogelijk, dat intussen ook nog andere kernprocessen optreden en de gang ingewikkelder maken.

In elk geval weten wij uit de practijk van de sterrekunde, dat niet alles langs de gladde wegen van verzekerde stabiliteit gaat. Uit de kennis van de kernprocessen zal ook nieuw inzicht moeten komen omtrent de oorzaak van het gemis aan stabiliteit, dat in het pulseren van de Cepheïden te voorschijn komt. En ook voor die veel grotere instabiliteit nu en dan, die tot een catastrofe leidt, tot het opvlammen van een nieuwe ster, een nova.

De spectraalanalyse, die juist in het tijdperk omhoog groeide, dat een aantal heldere novae verscheen, heeft kunnen vaststellen wat er bij zulk een uitbarsting gebeurt. Bij het eerste opvlammen — een heel enkele keer kon men de ster daarop nog juist betrappen — toonde het spectrum een gewone A- of B-ster; maar dan veranderde dat al na een dag in een spectrum met brede emissielijnen; een laag of schil van hete gassen zette zich met grote snelheid, soms van 1000 en meer kilometers, naar alle kanten uit, blijkbaar door een kolossale plotselinge druk van binnen weggeslingerd. Onder de steeds verdergaande uitzetting koelt de schil dan af, de straling en de helderheid worden minder, en ten slotte als zij zich heeft opgelost, blijkt de hoofdmassa als een kleine ster over te blijven. Maar nu als een O-ster, van veel hoger temperatuur en kleiner oppervlak, die door haar sterke straling in de gasschil emissies van nevelvleklijnen opwekt — misschien zijn de planeetniveaus zulke resten van vroegere novae. Wij hebben reeds in de zich uitzettende Krabnevel in de Stier het nalichten van de in 1054 verschenen nova, de Chinese gast-ster, leren kennen.

De oorzaak, waardoor plotseling een instabiliteit optreedt waarvan dit alles het gevolg is, blijft daarbij een probleem. En er zijn intussen nog merkwaardiger verschijnselen bekend geworden dan deze, alhaast gewoon wordende novae. Wanneer de nieuwe ster die in 1885 in de nevelvlek van Andromeda verscheen, werkelijk tot dit verre melkwegstelsel behoorde, dan moet zij een lichtkracht bezeten hebben, die de gewone talrijke novae van dit stelsel, die alle van omstreeks de 16de of 17de grootte waren, tienduizendmaal overtrof. Zulk een ster, met een absolute magnitude van ongeveer  $-15$ , zou zich aan ons, als ze op de afstand van onze naaste sterren stond, vele malen helderder dan de volle maan vertonen! BAADE en ZWICKY hebben in 1934 de theorie opgesteld, dat werkelijk nu en dan zulke „Supernovae” optreden, waarvan de helderheid niet zo ver beneden die van het gehele melkwegstelsel ligt, waarvan zij deel uitmaken. Inderdaad heeft men bij stelselmatig naspeuren van de spiraalniveaus al meerdere zulke gevallen gevonden. Deze zijn natuurlijk veel zeldzamer dan gewone novae, naar schatting één per 500 jaar

ongeveer in elk melkwegstelsel. Deze onderzoekers houden het er voor dat de ster van TYCHO, gezien haar uiterst langzaam afnemen, zulk een supernova is geweest, die dan op een afstand van omstreeks 1000 parsecs moet hebben gestaan; en hetzelfde geldt voor de nova van 1054. Deze supernovae stellen de astrofysici voor nog moeilijker problemen.

Keren we terug tot de kernprocessen zelf in de gewone sterren. Productie van energie, zo zagen wij, is daar verbonden met transmutatie der atoomkernen, ook met de vorming van stabiele zwaardere atomen uit lichtere. Zo heeft zich onder de handen van de onderzoekers het probleem verruimd. Men was uitgegaan om de bron van de steeds vloeiende stroom van energie te vinden. Het antwoord, dat wij gekregen hebben is niet enkel antwoord op de vraag waar de uitgestraalde energie van de sterren vandaan komt, maar ook op de vraag waar zij zelve vandaan komen. Vanwaar kwamen al deze verschillende atomen, dus atoomkernen, lichte en zware, in die bepaalde mengverhouding, die wij overal in de wereld, op aarde, in meteorstenen, in de sterren terugvinden? De gedachte ligt nu voor de hand, dat al deze blijvende atomen, die er thans zijn, oorspronkelijk in lange tijdperken van ontwikkeling ontstaan zijn uit een oerstof van protonen, waarvan het nog talrijke restant als kernen van waterstofatomen in de waterstoflijnen van sterspectra als van Sirius en Wega, en in het water op aarde, ook in het watergehalte van de levende wezens, als wijzelf, optreedt — zonder water had geen protoplasma dus geen organisme kunnen ontstaan. Dat wil dan zeggen, dat in die kosmische ovens, de centrale gebieden diep in de sterren, de gehele wereld gefabriceerd werd en wordt, zowel de materialen, waaruit de materie van nu bestaat, als de stralingen, die haar leven zijn, waarvan de intense gloei-hitte in duizendvoudig verzwakte vorm aan de gloeiende steroppervlakken te voorschijn treedt, en dan nog weer duizendvoudig verzwakt in de levensenergie van de levende wezens.

Hier trad nu weer een moeilijkheid op, nl. dat voor het indringen van protonen in de zwaardere kernen, dus voor de opbouw van de zwaarste atomen, steeds grotere snelheden dus steeds hogere temperaturen nodig zijn, van vele honderd- of duizendmillioenen graden, gepaard met grote dichtheden. En die zijn nergens in het binnenste van onze bekende sterren te vinden. Zijn dan de zwaarste kernen, van uranium, van lood, van goud, oorspronkelijk reeds als oerstof aanwezig geweest? Trouwens, wat betekent hier het woord oorspronkelijk? Of moeten wij aannemen, dat eenmaal toch ergens die hoge temperaturen er wel geweest zijn. Dan zouden die zware elementen restanten zijn, archaeologische overblijfselen, die ons lang vervlogen toestanden doen kennen. Het ligt wellicht voor de hand die vereiste hogere temperaturen en dichtheden in samenhang te brengen met de vroegere toestand van dicht opeengepakte sterren en melkwegstelsels, 2000 miljoen jaren geleden. Maar alles is hier nog onzeker vermoeden, een aarzelend tasten in een diep verleden.

Ook hier ligt dus nog een vooreerst onafzienbaar terrein van nieuwe vraagstukken, waar pas de eerste spaden voor ontginning zijn gestoken. De miljoenengetallen echter, waarmee men hier werkt, betreffen niet afstanden en afmetingen, maar intensiteiten van energie. Niet op weg naar oneindige verten zoekt men hier de grote structuur van het heelal, maar op weg naar het oneindig kleine zoekt men de fijnste structuur van de natuur, van wat in de grove zintuigwereld materie en straling heet. En weer vindt dit plaats

door een samenwerking van wetenschappen, van diepgaande theoretische natuurkunde, getoetst aan straling en materie van de veelsoortige hemellichamen. Zo neemt de sterrekunde deel aan de taak, het diepste innerlijke wezen van de wereld te onthullen.

## SLOTWOORD

Wij hebben de groei van het sterrekundig wereldbeeld gevolgd vanaf het eerste opdoemen van de beschaving uit het voorhistorisch tijdperk der barbaarsheid. In dit groeien van de wetenschap hebben wij het boeiend schouwspel voor ogen van een proces van geestelijke ontwikkeling, dat de ontwikkeling van de mensheid in de gehele periode van de beschaving begeleidde. En hoevele wonderen van kennis en inzicht deze wetenschap ook heeft gebracht, haar taak is nog verre van voltooid. Bij onze naaste buurwereld, de maan, staat men nog voor vraagstukken, die wellicht eerst zullen zijn op te lossen als aan het passieve waarnemen methoden van actief experiment kunnen worden toegevoegd. Van onze onmiddellijke omgeving in het heelal, het zonnestelsel, is ons weten pas kortgeleden uit het stadium van algehele onzekerheid getreden en in alle opzichten nog onvolkomen. Onze kennis van het sterrenstelsel en van de sterren zelf is nog in haar begin en tot de buitenkant beperkt; van de eindeloze ruimten daarbuiten en van het binnenste der sterren, van hun ontwikkeling in verleden en toekomst, is er nauwelijks een eerste begin van inzicht; alles is daar nog probleem. In elk onderdeel, elk gebied, staan wij voor een reeks van spannende vraagstukken. Het wordt tijd, dat de mensheid, door zich door vestiging van een vrije zichzelf beherende wereldgemeenschap van productieve arbeid haar materiële leven in overvloed te verzekeren, alle geestelijke krachten vrijmaakt voor het volmaken van haar kennis der natuur, van de wetenschap van het heelal.

## PERSONENREGISTER