

werken alle deeltjes binnenin mee. Zijn de massa's der planeten bekend uit de omloop van de manen of, wat moeilijker, uit de storingen, die ze bewerken, en kent men uit metingen hun middellijn, dus hun volume, dan is ook hun gemiddelde dichtheid bekend. Eerst alleen relatief tot de aarde. De massa en dus de gemiddelde dichtheid van de aarde werd in de 19de eeuw door steeds zorgvuldiger subtiele metingen van de nauwelijks merkbare aantrekkingskracht van aardse lichamen afgeleid; de uitkomst 5,50, zoveel groter dan de dichtheid der korstgesteenten, toonde aan dat het binnenste een aanmerkelijk groter dichtheid moet hebben, zoals men die alleen bij metalen vindt.

Bij de maan wordt dan de dichtheid 3,3, bij Mercurius, Venus en Mars 3,8, 4,9 en 4,0, alle wat kleiner maar van dezelfde orde als bij de aarde. Bij de grote buitenplaneten vindt men heel wat minder; bij Jupiter 1,3, bij Saturnus 0,7, bij Uranus 1,3, bij Neptunus 1,6. Dat bij Saturnus de gemiddelde dichtheid kleiner is dan die van water, is op geen andere manier te begrijpen, dan dat een groot deel van het volume uit gas bestaat, dus dat het eigenlijke vaste of vloeibare oppervlak veel dieper ligt en kleiner is dan de bovenkant van het wolkenhulsel, dat wij voor oppervlak houden, dus dat er een zeer uitgebreide atmosfeer is. Voor de andere grote planeten kan iets dergelijks in mindere mate gelden.

De afplatting in samenhang met de rotatiesnelheid leert ons, volgens een reeds in de 18de eeuw van CLAIRAUT afkomstige stelling, de mate van toename van dichtheid naar het middelpunt toe, dus de ongelijkmatigheid van de materieverdeling in het binnenste van het lichaam kennen. De ontwikkeling van de seismografie, de nauwkeurige registratie overal over de aarde van alle sterke en zwakke aardbevingsgolven in de 19de eeuw, gaf hieraan echter een andere vorm. WIECHERT leidde er uit af, dat in de aarde twee duidelijk onderscheiden delen optreden: een metaalkern van grotendeels ijzer met een dichtheid van omstreeks 7,8 en daaromheen een mantel van rotsgesteente, hoofdzakelijk magnesium-ijzer-silicaat van een dichtheid van omstreeks 3,3. De gedachte, door JEFFREYS in 1934 uitgesproken, ligt hier voor de hand, dat de andere binnenste planeten, die des te kleiner gemiddelde dichtheid hebben naarmate ze kleiner zijn, ook zo in twee delen gesplitst zijn, maar dan met telkens een kleinere ijzern kern, die ten slotte bij onze maan geheel ontbreekt. Uit de afplatting bij Jupiter en Saturnus was af te leiden, dat hier de toename van dichtheid naar het middelpunt toe nog sterker moet zijn dan bij de aarde; dus dat bij Jupiter zeker ook een zeer diepe atmosfeer een belangrijk buitendeel inneemt van wat ons het volume van de planeet toeschijnt.

Het was niet zo heel veel bevredigends wat wij op deze wijze over de gesteldheid op andere werelden te weten kwamen. Maar er kwam hulp van andere zijde; bij deze studie behoeft sinds een eeuw de sterrekunde niet enkel meer op eigen kracht te steunen. In de negentiende eeuw heeft de natuurkunde aan de sterrekundigen nieuwe hulpmiddelen en nieuwe methoden van onderzoek verschaft, die met toenemend succes op de hemellichten zijn toegepast. Dit waren in hoofdzaak de fotometrie, de spectraalanalyse, de thermometrie, en de polarisatie van het licht.

De beginselen en de hulpmiddelen van de fotometrie, de lichtmeting, zijn zo eenvoudig, dat ze evengoed in vroegere eeuwen hadden kunnen worden toegepast; maar men dacht er toen niet aan, en had er niet voldoende belangstelling voor; toen gold nog niet het principe van de rusteloze wetenschap van de 19de eeuw, dat alle verschijnselen waard zijn om onderzocht te worden. JOHN HERSCHEL mat in 1836, tijdens zijn vierjarig verblijf aan de Kaap de Goede Hoop, van een aantal sterren de helderheid op deze wijze, dat hij het door een klein lensje gevormde sterachtige beeld van de maan, door het op groter of kleiner afstand te brengen, gelijk maakte aan de werkelijke ster; de meest fundamentele wet van de optica zegt, dat de intensiteit afneemt volgens het kwadraat van de afstand. Omdat de uitkomsten van verschillende nachten slecht met elkaar overeenstemden, meende HERSCHEL, dat zijn metingen met de „astrometer” grote onverwachte fouten hadden; maar dat kwam, zoals J. C. F. ZÖLLNER later aantoonde, doordat hij de verandering van de helderheid van de maan met de fase had berekend naar een theorie van LAMBERT uit de 18de eeuw, die op onjuiste grondslagen berustte; in werkelijkheid klopten zijn metingen zeer goed met elkaar. In 1861 werd door ZÖLLNER (1834—1882) een sterfotometer ontworpen, waarbij een door een kleine opening vóór een vlam gevormde kunstmatige ster in precies berekenbare verhouding verzwakt kan worden door de lichtbundel door twee nicols te laten gaan, die het licht des te meer uitdoven naarmate hun hoek dichter bij 90 graden komt. Bij de waarneming wordt de kunstmatige ster zover verzwakt, dat ze gelijk wordt aan de natuurlijke, en de hoek afgelezen, die de nicols dan met elkaar maken. Dit instrument heeft later een uitgebreide toepassing gevonden.

Hetzelfde principe van verzwakking door polarisatie van het licht in nicols paste ZÖLLNER ook toe bij het meten van de helderheid van de maan in verschillende fasen. Hij ontdekte daarbij, dat de lichtsterkte bij volle maan een spits maximum heeft, d.w.z. dat zij voor en na het preciese ogenblik van oppositie zeer snel en gelijkmatig afneemt met de „fasehoek”, de hoek die aan de maan de zonnestralen en de gezichtslijn naar de aarde met elkaar maken. De theorie van LAMBERT over de helderheid van een effen matte bol liet bij volle maan een kopvormig maximum verwachten, waarbij de helderheid een tijdje nagenoeg gelijk blijft en eerst bij groter fasehoek steeds sterker gaat afnemen. ZÖLLNER begreep onmiddellijk, dat de vooropstelling van de theorie, de effen matte bol, niet juist was. Het maanoppervlak is vol oneffenheden; onmiddellijk voor en na het ogenblik van oppositie treden de schaduwen van de bergen te voorschijn, die het totale licht verminderen, en zij worden met toenemende fasehoek steeds breder. De afname van de helderheid (uitgedrukt in ster-magnituden) per 1° toename van de fasehoek, de z.g. „fase-coëfficiënt”, waarvoor hij 0,025 vond, kan als aanwijzing en maat gelden vóór de ruwheid van het oppervlak. Bij latere metingen van BARABASJEFF (in 1923) van de oppervlaktehelderheid van effen gedeelten op de maan bleek dezelfde snelle afname met de fasehoek te bestaan; dus wat ons effen toelijkt zit ook al vol putjes en hobbels, alsof het maanoppervlak een soort van puimsteen is.

Moelijker was het bepalen van de absolute lichtsterkte van de maan, vergeleken met dat van de zon. ZÖLLNER vond daarvoor de verhouding 618.000. Verschillende physici en astronomen hebben zich daarmee naderhand bezig-

gehouden, met meestal kleinere maar vaak zeer uiteenlopende uitkomsten; het doorgaans aangenomen gemiddelde van 465.000 kan nog wel 10% fout zijn. Daaruit laat zich dan het licht-terugkaatsend vermogen van de maan berekenen. ZÖLLNER, evenals vroeger reeds LAMBERT, gebruikte voor de verhouding van het diffuus teruggekaatste tot het opvallende licht de naam „albedo” (d.i. witheid); voor de maan vond hij 0,17; latere onderzoekingen leverden 0,07 op, wat wijst op gemiddeld een tamelijk donker gesteente.

ZÖLLNER, door al dit werk (1862—64) de grondlegger van de moderne astrofotometrie, heeft ook de helderheid van de planeten gemeten en reeds enkele hoofdzaken in hun gedrag opgemerkt. Bij Jupiter vond hij geen merkbare, bij Mars een vrij grote fase-coëfficiënt; voor de albedo van Mars vond hij 0,27, en voor die van Jupiter, Saturnus, Uranus en Neptunus 0,62, 0,50, 0,64 en 0,46, dus bij deze allen een veel groter terugkaatsend vermogen. De onzekerheid ligt hier bovenal in de moeilijkheid om zulke kolossale helderheidsverschillen, als die tussen de zon en de sterren, behoorlijk te meten.

De Zöllner-fotometer is naderhand vooral door GUSTAV MÜLLER en P. KEMPF op de sterrewacht te Potsdam, van 1877 tot 1893, gebruikt voor uitgebreide reeksen van metingen van de helderheid van de planeten. Het resultaat werd gecondenseerd in de bepaling van de beide karakteristieke grootheden albedo en fase-coëfficiënt. Bij Mercurius werd een fase-coëfficiënt gevonden van 0,037, dus nog groter dan bij de maan, en een albedo 0,07; bij Venus een fase-coëfficiënt 0,013 en een albedo 0,59. Hier treedt een tegenstelling tussen beide planeten aan den dag, scherper dan door enige andere waarnemingsmethode mogelijk was. De buitenzijde van Mercurius komt blijkbaar met die van de maan overeen: ruw, een vrij donker vast oppervlak, met schaduwgevende oneffenheden, zonder merkbare atmosfeer. Bij Venus daarentegen toont het sterk reflecterende vermogen, dus de witte kleur, — mede hierdoor is Venus voor ons een zo schitterende avondster! — dat wij boven op een wolkenlaag zien; ook de geringe fase-coëfficiënt, dus geringe schaduwwerking, komt daarmee uit. Bij Mars vonden de waarnemers een kleine fase-coëfficiënt van 0,015, maar ook een vrij geringe albedo, 0,15; dus we zien wel het niet zeer witte vaste oppervlak zelf, maar dit bezit geen grote schaduwgevende oneffenheden. Bij Jupiter werd een albedo 0,56 gevonden; dit, met een fase-coëfficiënt van slechts 0,015 bewijst, in overeenstemming met de gewone visuele uitkomsten, dat wij bij Jupiter, evenals bij Venus, boven op een wolkenomhulsel kijken. Voor Saturnus en Uranus geldt hetzelfde, al wordt het bij de veraffliggende planeten steeds moeilijker om een fase-coëfficiënt te bepalen, omdat de fasehoek altijd zo klein blijft.

De ring van Saturnus gaf echter aanleiding tot belangrijke gevolgtrekkingen. Indertijd had LAPLACE reeds aangetoond, dat platte vaste ringen in het evenaarsvlak van Saturnus niet vrij zwevend in evenwicht konden blijven bestaan. In 1859 kwam de beroemde physicus JAMES CLERK MAXWELL, de grondlegger van de moderne electriciteitsleer, op de kwestie terug en bewees, dat zulke ringen, vast of vloeibaar, in stukken moesten breken, en deze stukken zouden dan om de planeet kunnen rondlopen. Hij stelde dus de theorie op, dat de ringen van Saturnus bestaan uit een groot aantal kleine lichaampjes, die alle in het vlak van de evenaar in nagenoeg cirkelvormige banen als kleine, ieder apart onzichtbare maantjes om Saturnus rondlopen.

Een bevestiging van deze opvatting werd gevonden in de donkere splitsingen, waarvan KIRKWOOD in 1876 aantoonde, dat zij gapingen voorstellen juist daar waar de omlooptijd in eenvoudige getallenverhouding tot die van de binnenste manen zou staan — evenals Jupiter door zijn aantrekking zulke gapingen in de reeks van de kleine planeten bewerkt. En bovendien in de in 1850 door BOND ontdekte flauwe half-doorschijnende voortzetting van de ring naar de binnenkant.

MÜLLER vond uit zijn fotometrische waarnemingen, dat Saturnus, als de ring onzichtbaar was, slechts een kleine fase-coëfficiënt had. Was de ring echter op zijn verst geopend, dan werd het licht van de planeet  $\frac{8}{3}$  maal vergroot, en dit licht toonde een grote fase-coëfficiënt, 0,044, die dan voor het licht van de ring alleen nog groter moet zijn. SEELIGER te München heeft daarvoor toen een verklaring gegeven, die van dezelfde gedachte uitgaat als die van ZÖLLNER bij de maan. Ziet men de deeltjes van de ring precies van uit dezelfde richting als het zonlicht komt, dan bedekt elk deeltje juist zijn eigen schaduw op de achterliggende deeltjes; zodra de gezichtsrichting echter een kleine hoek afwijkt, komen dadelijk de randjes van de schaduwen voor den dag. Deze overeenkomst tussen theorie en waarneming bewijst, dat de ring inderdaad uit afzonderlijke kleine lichaampjes bestaat.

De polarimetrie kan in sommige opzichten als een verfijning van de fotometrie worden beschouwd. De mate van polarisatie van het teruggeworpen licht, positief of negatief, dus het percentage licht dat of evenwijdig of loodrecht op het invalsvlak gepolariseerd is, hangt, voor elke stof op een aparte wijze, af van de hoek tussen de richtingen van inval en van uitzending. Eerst nadat in de 20ste eeuw de polariscopen zo verbeterd waren, dat ze de mate van polarisatie tot omstreeks 0,1% konden verzekeren, werden ze voor de planetenstudie van practisch belang. LYOT te Parijs mat vanaf 1924 van de verschillende planetenoppervlakken de polarisatie als functie van de fasehoek. Bij de maan had deze een zeer ingewikkeld verloop, beurtelings positief en negatief; van alle onderzochte stoffen had alleen vulcanische as precies hetzelfde verloop; dus is daarmee de aard van het maanoppervlak onmiskenbaar aangegeven. Een zo goed als identiek verloop werd bij Mercurius gevonden. Bij Venus was het verloop volkomen anders van karakter; het kwam ook niet overeen met door witte wolken teruggekaatst licht, maar wel met dat van fijne ijle nevel, waarbij zelfs de gemiddelde druppelgrootte te bepalen was. Zodat, waar wij bij Venus op kijken, niet zozeer de bovenrand van een wolkenlaag is als wel een diepe, door dunne nevel geheel witte ondoorzichtige atmosfeer. Bij Mars was het polarimetrisch verloop wel enigszins analoog met de maan, maar paste het meest bij dat van een vast zandoppervlak. Hier traden echter soms weken-durende storingen op, die het karakter dragen van stofmassa's; dit wijst op droge atmosferische stofstormen, die tegelijk aansprakelijk zijn voor het uitwissen van het oppervlaktedetail. Bij Jupiter en Saturnus met hun gering verloop in fasehoek was veel minder af te leiden, alleen maar een verschil tussen de evenaar- en de poolgebieden.

De thermometrie, de meting van de warmte, is steeds veel moeilijker geweest dan de fotometrie, omdat de mens daarvoor een zo gevoelig zintuig mist als hij voor het licht in het oog bezit. Eerst in de 19de eeuw zijn fysieke instrumenten geconstrueerd van zo grote gevoeligheid, dat daarmee de

warmtestraling ook van andere hemellichten dan de zon waarneembaar werd. De thermoziuil van MELLONI werd door de uitvinder reeds in 1846, en naderhand (1869—72) uitvoeriger door Lord ROSSE op de maan toegepast. Wanneer van de totaal ontvangen warmtestraling het deel afgetrokken wordt, dat direct teruggekaatst zonlicht is, (dus uit licht van korte golflengte, beneden 0,7 mikron bestaat), dan kan uit de overblijvende door het matig verwarmde maanoppervlak uitgestraalde warmte (die uit lange golven, boven 1 mikron bestaat) de temperatuur van dit oppervlak berekend worden. De splitsing in het percentage lange-golf en korte-golf straling vindt plaats door een waterlaagje tussen te schakelen, dat de lange-golf straling geheel absorbeert. Zo vond Lord ROSSE, dat van de opgevangen maanstraling 14% teruggekaatste zonnestraling en 86% eigen maanstraling was; en hij leidde daaruit voor de aan de volle zonnestraling blootgestelde delen een temperatuur af 300° hoger dan de onverlichte gedeelten. Zijn uitkomsten zijn naderhand bevestigd door zorgvuldige metingen van VERY op de Allegheny sterrewacht (1874), die voor de door de zon loodrecht beschenen plaatsen op de maan ruim 100° C vond, en voor de onverlichte delen maar weinig boven het absolute nulpunt. BÖDDICKER, de assistent van Lord ROSSE vond in 1886, dat ook bij een totale maaneclips de temperatuur snel daalt tot weinig boven dit nulpunt, dus dat de slechts oppervlakkig verzamelde warmte snel opgeleerd is.

De toepassing van de gevoelige radiometer van CROOKES, en de steeds opgevoerde gevoeligheid van de moderne thermo-elementen maakten in de laatste jaren warmtemetingen ook voor de planetenoppervlakken mogelijk, zij het ook alleen in het brandvlak van de allergrootste reuzenkijkers. Tussenschakeling van andere warmte absorberende stoffen, zoals glas en vloeispaat veroorloofden een nog meer gedetailleerde splitsing in langere en kortere golflengten. Voor de maan vonden NICHOLSON en PETTIT op Mount Wilson radiometrisch bij de maaneclips van 1927, dat de temperatuur van de grond op de maan van 70° C tot —120° C aan het eind der totaliteit daalde. Uit de metingen van COBLENTZ en LAMPLAND in 1926 op de Lowell-sterrewacht leidde MENZEL af, dat de middagtemperaturen van het Mars-oppervlak omstreeks 0° C, en meest er wat boven liggen, de donkere delen iets warmer dan de gele. Verder, dat in de ochtenduren de temperatuur van omstreeks —100° begint te stijgen, en dat ook de Zuidpool, als ze uit de winternacht komt, beneden —100° is, maar dan warmer wordt en onder de lange zomerbelichting eveneens tot boven 0° stijgt. Er waren vroeger wel eens bedenkingen geuit, of tengevolge van de zwakkere zonnestraling op Mars wel vloeibaar water kon voorkomen, en of niet de planeet met een permanente ijslaag is bedekt, waarin de „kanalen” dan reusachtige spleten zouden voorstellen; deze twijfelingen bleken dus nu ongegrond.

Op dezelfde wijze werd voor Mercurius een temperatuur van 400° C gevonden, en voor het verlichte deel van Venus 60° C, voor het onverlichte deel —20°. Dan kon dit laatste niet permanent van zonnestraling verstoken zijn. Bij Jupiter bleek de temperatuur niet hoger dan —130° C, bij Saturnus —150° C, en bij Uranus nog lager, nagenoeg —200° C te zijn. Men heeft vroeger wel gemeend, dat Jupiter nog niet geheel afgekoeld zou zijn en dat de inwendige warmte van de planeet de oorzaak was voor de reusachtige wolkvormingen en turbulenties in die atmosfeer. Dit was reeds door

JEFFREYS in 1923 in twijfel getrokken. Nu bleek het inderdaad onjuist. De gevonden temperaturen stemmen ongeveer overeen met wat men op grond van de met de grote afstand geringe intensiteit der zonnestraling kan berekenen. Er is daarbij steeds in het oog te houden, dat wat men hier meet, de temperatuur is die aan de bovenkant van het wolkenhulsel, dus hoog in de dampkring heerst.

De spectraalanalyse was de machtigste methode van onderzoek, die de natuurkunde in de negentiende eeuw ter beschikking van de sterrekunde heeft gesteld. Spoedig na haar ontdekking in 1860 werd ze op de sterren toegepast, dus ook weldra op de planeten, door WILLIAM HUGGINS in Engeland, pater SECCHI te Rome, en daarna door RUTHERFURD in Amerika en H. C. VOGEL te Bothkamp in Duitsland. Wat was hierbij voor de planeten te bereiken? Hun licht, teruggekaatst zonlicht, gaf een spectrum in hoofdzaak identiek met het zonnespectrum, met dezelfde Fraunhoferlijnen; maar daar het tweemaal door de planetendampkring was gegaan, kwam er de absorptie door die dampkring bij. Als het terugkaatsend oppervlak gekleurd was, kon dat bovendien een andere intensiteitsverdeling in het spectrum bewerken. En toen naderhand de nauwkeurigheid der golflengte-metingen, vooral door toepassing van de fotografie, groot genoeg werd — dat was sinds 1890 — werden snelheden in de gezichtslijn, dus ook rotatiesnelheden meetbaar.

Gaan we eerst na, wat bij die laatste voor den dag kwam. Plaatst men bij de planeet Jupiter de spleet van de spectroscop in de richting O-W, dus volgens de evenaar, op de planetenschijf, dan beweegt zich de ene rand van de planeet in de spectrumband van ons af en komt de andere naar ons toe; de lijnen zijn aan hun uiteinden tegengesteld verschoven, en hun onmiddellijk in het oog vallende schuine stand t.o.v. de richting van dispersie is een maat voor de rotatiesnelheid. Bij Saturnus vertoonden de opnamen, die KEELER op de Lick-sterrewacht in 1895 maakte, dezelfde helling van de lijnen in het spectrum van de planetenschijf, maar in de daarnaast gelegen twee spectraalbanden van de oren van de ring een tegengestelde helling. Het eerste betekende een rotatiesnelheid van 10 km, wat de rotatietijd van ongeveer 10¼ uur bevestigde; het tweede kwam juist overeen met de baansnelheden, die vrij rondlopende satelietjes op die afstanden moesten hebben: aan de binnenkant een grotere snelheid van 20 km, aan de buitenrand een kleinere van 16 km per seconde. Dit was een nieuwe bevestiging van MAXWELL'S theorie, die veel directer tot het oog sprak dan het fotometrische bewijs.

Bij andere planeten kon deze methode nieuwe gegevens opleveren. Bij Uranus kon SLIPHER op de Lowell-sterrewacht uit spectraalopnamen in 1911 de omwentelingstijd op 10,7 uren bepalen; en deze snelle rotatie werd bevestigd door de grote afplatting van  $\frac{1}{12}$ , die uit metingen van de middellijn was afgeleid. Bij Venus werd gehoopt, dat de spectrografie de beslissing zou brengen tussen de snelle rotatie in ongeveer een dag en de langzame in een Venus-omloop. Dit was echter wel een uiterst delicaat probleem, want ook in het eerste geval is de evenaarssnelheid, evenals bij de aarde, niet meer dan 0,4 km. SLIPHER vond op zijn opnamen in 1903 geen spoor van helling der spectraallijnen, dus een snelheid nul; bij de bekende nauwkeurigheid van de spectrogrammen betekende dit enkel, dat de snelheid hoogstens 0,02 km

kon zijn, dus de rotatietijd allicht niet kleiner dan enige weken; in geen geval echter ongeveer een dag.

Bij de dampkringloze maan was alleen een kleuring van het teruggekaatste licht te verwachten. Uit spectrofotometrische metingen, vergelijking van de lichtsterkte van verschillende kleuren in de spectra van zon en maan, vond WILSING te Potsdam dat, en in welke mate, het maanlicht geler is dan het zonlicht, en het maanoppervlak dus enigszins geel, als zand of as. Bij de planeten ging het vooral om hun dampkring. In het zonnenspectrum bewerkt de absorptie in de aardse atmosfeer drie sterke banden in het rood, aangeduid door de letters A en B (door de zuurstof bewerkt) en  $\alpha$  (door de waterdamp). Over de vraag of deze atmosferische banden in het spectrum van Venus en Mars sterker zijn dan in het zonnenspectrum, dus of een absorptie door zuurstof en waterdamp in de planetenatmosfeer zich bij die van onze eigen dampkring voegt, is veel strijd gevoerd. Het waren ook uiterst moeilijke waarnemingen, om in een zeer flauw spectrum, in het nauwelijks zichtbare rode uiteinde, absorptiebanden te onderkennen niet alleen, maar ook hun golflengte te meten, en dan nog uit te maken of deze sterker waren dan in het maanspectrum. In de 70er jaren waren de waarnemers, HUGGINS, MAUNDER (te Greenwich), VOGEL vrijwel eenstemmig in hun conclusie: Mars en Venus bevatten zuurstof en waterdamp in hun atmosfeer; en ze bevestigden dit nog eens in 1894. Ongetwijfeld heeft de vooropgestelde mening van een soort van natuurlijke gelijksoortigheid of eenvormigheid der atmosferen hier een zekere rol gespeeld. Want het is wel merkwaardig, dat later, toen de spectroscopen beter werden, lichtsterker en met groter oplossend vermogen, de twijfelingen kwamen. CAMPBELL verklaarde in 1894, dat hij met de Lick-instrumenten geen verschil in de intensiteit van de bewuste banden tussen de planeet en de op gelijke hoogte staande maan had kunnen vinden.

Eerst het fotograferen der spectra en daarbij speciaal de invoering van gesensibiliseerde platen, die gevoelig waren voor rood licht, gaf de mogelijkheid van nauwkeurige beslissingen. En ook nu bleken deze nog ver van gemakkelijk te zijn. De beste manier was de spectra op te nemen op tijdstippen waarop de planeet met grote snelheid van ons af of naar ons toe bewoog, want dan zijn de lijnen waaruit deze banden bestaan voor de planeet en de aard-dampkring iets uit elkaar geschoven. Opnamen van het Venus-spectrum door SLIPHER in 1908 toonden geen spoor van verdubbeling of verschil in ligging van de zuurstof- of waterdamplijnen t.o.v. de zonnelijnen zelf. Zuurstof en waterdamp ontbreken blijkbaar in de voor onze blikken toegankelijke hoge dampkringslagen van Venus. Op Mount Wilson kwam hetzelfde voor den dag; maar men vond daar een andere absorptieband, die door koolzuur bleek te zijn bewerkt. Bij Mars was de beslissing veel moeilijker. SLIPHER had ook van het Mars-spectrum in 1908 mooie opnamen gemaakt; en uit de fotometrisch gemeten sterkte van de banden vond VERY, dat de zuurstofband 15 percent sterker was dan in het maanlicht, en de waterdamp meer was dan in het droge klimaat van Flagstaff. CAMPBELL daarentegen vond in 1910 geen duidelijk verschil met de maan. In 1925 maakten ADAMS en ST. JOHN op Mt Wilson opnamen met groter dispersie; het ging er nu om of de lijnen van zuurstof en waterdamp door de aardse dampkring bewerkt ietsje verschoven zouden zijn door samensmelting met de in plaats afwijkende zwakke door de Mars-dampkring bewerkte lijnen. De uitkomst was, dat de waterdamp

in de Mars-dampkring 3 percent van die boven Mt Wilson was, en de zuurstof 16 percent. Zo leek dan het pleit beslist voor een woestijn-droge atmosfeer met veel minder zuurstof dan boven onze hoogste bergen. Toen het echter mogelijk was geworden om met behulp van nieuwe sensibilisatoren de rode golflengten van de sterke zuurstofband B met zeer grote dispersie op te nemen, maakten ADAMS en DUNHAM in 1933 een nieuwe studie van de kwestie. En nu bleek met grote nauwkeurigheid een volkomen ontbreken van elk spoor van Mars-zuurstof; „de hoeveelheid vrije zuurstof in de atmosfeer „van de planeet moet uiterst klein zijn, zeker minder dan 1 percent en waar- „schijnlijk minder dan 0,1 percent van wat in de aardse dampkring aan- „wezig is”. Naderhand vond G. P. KUIPER wel een klein bedrag aan koolzuur in de Mars-dampkring. Zo is dan de slotsom, dat Mars evenmin als Venus bewoonbaar is voor wezens, die hun levensenergie uit het verbruik van zuurstof moeten halen.

Bij de grote buitenplaneten bracht het spectraal onderzoek nieuwe verrassende uitkomsten. Reeds in de 60er jaren merkten SECCHI en HUGGINS bij Jupiter een absorptieband in het rood op, met golflengte 6180, die niet bij enige aardse stof was gevonden. In de 70er jaren werden bij Uranus naast deze zelfde nog een aantal onbekende sterke banden in het rood en geel opgemerkt. Toen de nieuwere sensibilisatoren het fotografeerbare golflengtegebied steeds verder, tot in het infrarood hadden uitgebreid, kon SLIPHER vaststellen, dat bij alle vier grote buitenplaneten dezelfde banden optreden, in Jupiter het zwakst, en dan bij grotere afstand tot de zon steeds sterker. Lange tijd heeft men niet geweten aan welke absorberende gassen men deze banden had toe te schrijven, tot RUPERT WILDT te Göttingen in 1932 er op wees, en DUNHAM op Mt Wilson door nauwkeurige vergelijkingen bevestigde, dat een aantal onder hen in het spectrum van methaangas voorkomen, en een aantal andere door ammonia geabsorbeerd worden. Door theoretisch-fysische beschouwingen is toen door RUSSELL afgeleid, dat bij afwezigheid van zuurstof de elementen stikstof, waterstof en koolstof bij zulke lage temperaturen als  $-100^{\circ}\text{C}$  en lager in de vorm van deze beide verbindingen  $\text{CH}_4$  en  $\text{NH}_3$  als de meest stabiele evenwichtsvormen samengebonden moeten zijn. De toename van hun intensiteit van Jupiter tot Neptunus hangt dan samen met de steeds lagere temperatuur. In verband met wat te voren over de geringe gemiddelde waarde van de dichtheid en haar sterke toename naar binnen bij Jupiter en Saturnus is gevonden kwam JEFFREYS in 1934 tot de slotsom, dat deze beide planeten uit een kern van rotsgesteenten bestaan, met daaromheen een dikke mantel van ijs en vast koolzuur, met dichtheid omstreeks 1, en daaromheen een uitgebreide dampkring van stikstof, waterstof, helium en methaan met wolken van in hoofdzaak ammonia-kristalletjes.

Zo heeft het vraagstuk van de veelheid der werelden in de loop van de laatste eeuw een geheel ander aspect gekregen. Drie eeuwen geleden moest op de gelijksoortigheid der donkere hemelbollen met de aarde een sterke nadruk gelegd worden, om aan het nieuwe wereldbeeld vaste gevoelsgrond te geven; en de overtuiging van de doelmatigheid van de schepping, de gedachte, dat de planeten bedoeld zijn als woonplaats voor levende wezens, hielp mee om dit beeld tot een harmonische wereldopvatting te maken. De ontwikkeling van de sterrekunde in de negentiende eeuw heeft echter hun ongelijksoortigheid met overtuigende kracht bewezen, en een grotere rijkdom en

veelzijdigheid der natuur aan het licht gebracht dan het beginnende inzicht van een naiever tijd kon vermoeden. Zij heeft het kinderlijk doelmatigheids-geloof doen vervagen en verdwijnen, en daarvoor in plaats de grootsere causale opvatting gebracht van de gesteldheid der andere werelden bepaald door de natuurlijke werkingen en krachten, op elke planeet verschillend naar plaats, afmeting en andere maatgegevens. Het vraagstuk van het chemisch evenwicht der verschillendsoortige atomen en moleculen in de Jupiter-atmosfeer en de daarbij ontstaande vormen en kleuren verliest niets van zijn bekring, nu wij daarbij elke gedachte aan levende organismen hebben moeten opgeven.

Maar in onze wereldbeschouwing betekent dit toch een fundamentele ommekeer. De droom van een veelheid van bewoonde werelden, van andere mensen op naburige verwante wereldbollen, is uitgedroomd. Wel weten wij nog niets van de vele mogelijkheden bij andere sterrestelsels; maar wat ons zonnestelsel betreft, vormen de aardbewoners de enige mensheid. Wij voelen nu die eenzaamheid nog niet, nu wij nog verdeeld zijn in vijandige volken, die elkaar als vreemden beschouwen, bestrijden, en trachten uit te roeien. Maar als eenmaal de mensheid op aarde één is geworden, zal het bewustzijn van de enige te zijn in ons zonnestelsel — en van mogelijke andere door onoverkomelijk grote afstanden gescheiden te zijn — een diepe invloed op haar levensopvatting uitoefenen.

Dat de aarde als woonplaats van intelligente levende wezens een bijzondere plaats onder de planeten inneemt, heeft zijn grond in de aanwezigheid van zuurstof in de dampkring. Zuurstof als een belangrijk bestanddeel van een atmosfeer is een abnormaliteit in de planetenwereld. Doordat dit element zich zo gemakkelijk met tal van andere verbindt, zou het spoedig in gesteenten van de korst zijn opgeslorpt en vastgelegd. Het zou op aarde ook allang zijn weggezogen, als het niet voortdurend werd aangevuld door de fotochemische processen in de plantencellen, de ontleding van koolzuur door het bladgroen onder opslorping van zonlicht. De kern van het vraagstuk, dat hier oprijst, is dus: hoe is op de aarde chlorophyl ontstaan? Welke bijzondere — op Venus met haar koolzuurrijke dampkring blijkbaar ontbrekende (of mogelijk eerst in een verre toekomst opkomende) — omstandigheden waren het, waardoor in de lauwe oeroceanen grote eiwitmoleculen ontstonden en zich samenvoegden tot klompjes levende stof, en die bijzondere koolstofverbinding zich vormde, die het vermogen bezat zonnestraling te gebruiken tot het ontleden van de koolzuurmoleculen in koolstof voor zich zelf en zuurstof voor de toekomstige wereld? Is dit proces eenmaal tot stand gekomen, dan eerst bestaat de levensmogelijkheid voor dierlijke organismen, die energie, die hun leven uitmaakt, uit de binding van deze vrije zuurstof betrekken; en dan ligt de weg open voor de gehele organische ontwikkeling, die naar de mens voert. Maar met de behandeling van dit fundamentele vraagstuk is nog nauwelijks een eerste begin gemaakt. De ontwikkeling van de sterrekunde in de laatste eeuw brengt het naar voren en specialiseert het van een algemeen tot een specifiek aards vraagstuk.

Hoe is de wereld ontstaan? Reeds in het eerste opkomen der beschaving, zelfs reeds daarvoor, in het tijdperk der barbaarsheid, hebben de mensen zich met deze vraag bezig gehouden; en in hun sagen en legenden gaven zij, al naar hun levenstoestand en de stand van hun kennis, verschillende antwoorden. Zulke kosmogonieën behoorden niet tot de sterrekunde, maar tot folklore en godsdienstleer, of wel, zoals in latere Griekse tijd, waren zij het werk van dichters en wijsgeren. Zij behoren dan ook bij de eenvoudigste opvatting van wereldbouw, waarin hemel en aarde als de twee gelijkwaardige helften van de wereld gelden. Doorgaans gaan ze van een oertoestand van chaos uit, waarin de scheppingsdaad van de goden orde en structuur brengt; een schepping uit niets, een oertoestand van niets, ligt meestal buiten het voorstellingsvermogen.

In de Middeleeuwen en de Nieuwe Tijd worden de kosmogonische denkbeelden geheel door de Christelijke leer bepaald, zoals die in het boek Genesis was neergelegd. In alle wetenschappelijke strijd van die eeuwen gaat het enkel om de structuur, niet over het ontstaan van de wereld. Dit wordt eerst anders in de 18de eeuw, de eeuw van het rationalisme. Wij leerden reeds de theorie van KANT en van LAPLACE kennen over het ontstaan van het zonnestelsel uit een oernevel. Hier wordt voor het eerst de primitieve legende vervangen door een wetenschappelijke theorie. Deze theorie kon niet verder gaan dan de wetenschap van die tijd reikte. De enige wetenschap, buiten de sterrekunde, die vaste fundamenten had verkregen, was de mechanica, de leer van de bewegingen en krachten. Zo kon dan ook de kosmogonie van de 18de eeuw niet meer geven dan een leer van mechanische werkingen toegepast op een beperkt vraagstuk, het zonnestelsel. Een werkelijke en alomvattende wetenschappelijke kosmogonie werd eerst mogelijk door de ontwikkeling van de natuurkunde in de 19de eeuw.

Reeds in het begin van deze eeuw brengt de atoomleer bij de natuuronderzoekers een algemeen bewustzijn van de onvernietigbaarheid van de materie. Dit brengt met zich een besef van een door natuurwetten beheerste eeuwigheid van de wereld in verleden en toekomst, waarin voor een scheppingsdaad geen plaats meer was. Zo moest het begrip kosmogonie — hoewel de naam naderhand nog steeds gebruikt wordt — plaatsmaken voor het begrip evolutie. De leer van de evolutie van het heelal is ten nauwste verbonden met de ontwikkeling van de astrophysica.

De opkomst en de groei, in steeds sneller tempo, van de astrophysica is ongetwijfeld de belangrijkste vernieuwing, die de sterrekunde in de negentiende eeuw heeft ondergaan. Zij heeft gaandeweg de oude astronomie geheel overvleugeld; zij is dan ook de eigenlijke sterre-kunde, de kennis van de wereldlichamen zelf, die het heelal vormen. Niet de kennis van hun bewegingen, die slechts een uiterlijk gedrag zijn onder de dwang van de gravitatie, maar van hun wezen, hun gesteldheid. Daarbij valt het hoofdgewicht niet zozeer op de kleine donkere lichamen, die wij enkel in onze naaste nabijheid onderkennen, de planeten, als wel op de grote zelflichtende wereldbollen, de millioenen sterren in het heelal, de bronnen van stralende warmte en licht, waarvan onze zon het voorbeeld is, en bovendien en voor ons leven zelf, en

voor onze wetenschap, het belangrijkste specimen.

In deze ontwikkeling was de sterrekunde niet meer autonoom, niet meer de pionier die zelfstandig haar eigen weg moest zoeken, als in de oude tijd. Hier had zij te steunen op andere wetenschappen, met name op de natuurkunde; zij is nu geworden, zoals de naam al zegt, een toepassing van de physica op de hemellichamen. Dus had zij te wachten totdat omstreeks het midden van de 19de eeuw de physica de hulpmiddelen en methoden had ontwikkeld, die de bestudering van de ver verwijderde werelden praktisch mogelijk maakten, en daarnaast algemene wetten en principes had opgesteld, die voor de gehele wereld der verschijnselen gelden. Het eerste werd verwezenlijkt door de ontdekking van de spectraalanalyse, het tweede door de opkomst van de mechanische warmtetheorie, de leer van de energie en de entropie.

Deze opkomst van de theoretische natuurkunde, met name de warmteleer, hing ten nauwste samen met de ontwikkeling van de stoommachine als technische basis van de negentiende-eeuwse industrie. Want praktische en theoretische bestudering van de werking van de stoommachine was uiteraard een zaak van het grootste economische belang. Hier zag men dagelijks voor ogen hoe mechanische arbeid uit warmte ontstond, dus warmte zelf in arbeid veranderde. Of wel — daar het rendement van de machine des te hoger was naarmate men met hogere temperaturen werkte — dat volgens de opvatting van CARNOT het arbeidseffect ontstond, doordat warmte (toen als een stof beschouwd) van een hetere naar een koudere plaats overgaat, evenals het in een watermolen ontstaat doordat water van een hogere naar een lagere plaats overgaat. Omgekeerd leerde men bij bewerkingen met machines tal van gevallen kennen waarbij arbeid tot het overwinnen van weerstand of wrijving warmte voortbracht. Daaruit groeide bij de natuurkundigen in steeds groter klaarheid het nieuwe begrip van arbeidsvermogen of energie op, dat in de volgende tijden steeds meer de physica zou gaan beheersen. In de wet tot behoud van het arbeidsvermogen werd in 1842 door JULIUS ROBERT MAYER uitgesproken, dat energie onvernietigbaar is; dat zij in velerlei verschillende vormen, waaronder warmte er een is, kan optreden; dat zij voortdurend van de ene vorm in de andere overgaat, maar daarbij hetzelfde totale bedrag behoudt. In Engeland bepaalde JOULE tegelijkertijd met hoeveel arbeids-eenheden één warmte-eenheid gelijkstond (1 Calorie, die 1 kg water 1° warmer maakt, staat gelijk met 425 kilogrammeter, de arbeid nodig om 425 kg 1 meter op te heffen); terwijl in Duitsland HELMHOLTZ in 1847 deze omvormingen van de energie (toen „Kraft” genoemd) in alle fysische verschijnselen aantoonde.

De waarheid, die in de schijnbaar tegengestelde opvatting van CARNOT stak, kwam te voorschijn, toen deze in de volgende jaren 1850—54 door R. CLAUDIUS in Duitsland en W. THOMSON in Engeland met de energiewet in harmonie werd gebracht. Energie, zo bleek nu, kan van de warmtevorm in de arbeidsvorm alleen dan overgaan, als tegelijk een andere hoeveelheid warmte opgeofferd wordt door van een hogere naar een lagere temperatuur af te dalen. Warmte gaat vanzelf (door straling of geleiding) van een warmer naar een kouder lichaam over; mechanische energie gaat vanzelf in warmte over. Dit is de automatische positieve gang in de natuur. Het omgekeerde kan alleen gebeuren als het door een gelijktijdig positief proces gecompenseerd wordt. Deze zogenaamde „tweede hoofdwet” van de mechanische

warmtetheorie werd door CLAUDIUS in een wiskundige vorm gebracht door invoering van het begrip entropie, dat men wellicht als totale warmte-waarde van een systeem zou kunnen weergeven: elke warmtehoeveelheid heeft des te hoger waarde naarmate haar temperatuur lager is. Door de automatische processen neemt de entropie altijd toe, terwijl alle tegengesteld lopende processen — van warmte naar arbeid of van lage naar hoge temperatuur — door toename elders gecompenseerd moeten worden. Deze beide grondwetten van de warmteleer: dat de hoeveelheid energie van het heelal standvastig is, en dat de omzettingen in de vorm van de energie in het heelal in één bepaalde richting gaan, zijn voor de sterrekunde van de grootste betekenis geworden.

Reeds onmiddellijk nadat de eerste energiewet voor de aardse verschijnselen was opgesteld, breidde zij zich naar de hemel uit en greep naar het probleem van de zon. Dat sprak van zelf. Hier op aarde vindt een voortdurende omzetting plaats van energie-vormen in elkaar: bewegingsenergie, potentiële energie, chemische en elektrische energie, warmte, levensenergie; en deze omzettingen vormen de inhoud van alle verschijnselen op aarde. Maar hun aller bron is de stralingsenergie, die de zon aan de aarde toezendt; en elke grondige overweging van de onvernietigbaarheid der energie voort dus vanzelf naar de zon en stelt de vraag: waar, in welke andere vormen moeten wij de bron van de zonnestraling zoeken? Practisch trad deze overweging op in de vorm van de verwonderde vraag naar het behoud van de zonnwarmte: hoe kan de zon, ondanks het enorme verlies aan energie door uitstraling, toch haar hoge temperatuur behouden en in blijkbaar onverminderde intensiteit voort blijven stralen?

MAYER had dadelijk een antwoord bij de hand: warmte ontstaat uit bewegingsenergie; evenals de aarde door meteoren uit de ruimte gebombardeed wordt, zal dit ook met de zon het geval zijn; en het verdwijnen van hun bewegingsenergie betekent het ontstaan van evenveel warmte-energie. Maar toen deze processen in getal en maat bekend werden kon de verklaring van MAYER geen stand houden. De uitstraling van de zon bedraagt  $2,9 \cdot 10^{33}$  calorieën per jaar, de bewegingsenergie van 1 gram materie die van uit de verte komend op het zonsoppervlak valt, staat gelijk met  $4,4 \cdot 10^7$  calorieën; hieruit volgt, dat een jaarlijks op de zon storten van  $6,5 \cdot 10^{25}$  gram, d.i. één dertig millioenste van de zonsmassa, voldoende zou zijn om het verlies door uitstraling te compenseren. Het lijkt weinig; maar het is veel, te veel. Zulk een voortdurende toename van de zonsmassa zou de planeten steeds sneller, in korter omlooptijd doen rondlopen. Een jaar is dertig miljoen seconden; en zo zou dan het jaar jaarlijks 2 seconden korter moeten worden. Dit is onmogelijk; een duizenden malen kleinere verkorting zou allang in de waarnemingen bemerkt zijn.

HELMHOLTZ gaf in 1853 een andere verklaring in zijn contractie-theorie. Wanneer de zon zich samentrekt, dus alle deeltjes dichter naar het aantrekkingscentrum naderen, vermindert hun potentiële aantrekkingsenergie en ontstaat een gelijkwaardige hoeveelheid warmte. Bij 75 M vermindering van de middellijn per jaar, d.i. één 18 millioenste, zou de uitstraling gedekt worden. Dit is zo weinig, dat het voor onze metingen zelfs na duizenden jaren onmerkbaar zou blijven. Deze theorie gaf niet slechts een bevredigende verklaring van het raadsel van het behoud van de zonnwarmte, maar liet zich

nu ook in verband brengen met de theorie van KANT en LAPLACE over het ontstaan van het zonnestelsel uit een uitgebreide oernevel. Viel toentertijd de nadruk bovenal op de verklaring van het ontstaan van de planeten en van hun cirkelbanen, nu was de hoofdzaak, en werd de aandacht gericht op, het ontstaan van de zon door samentrekking van deze oorspronkelijke nevel-massa tot een kleinere werelddbol, waarbij het deel van de massa, dat in de planeten bleef steken, geheel onbeduidend was. De berekening toonde, dat bij de samentrekking van de materie uit de wijde uitgebreidheid tot de tegenwoordige omvang van de zon evenveel warmte moest zijn ontstaan als de tegenwoordige straling 18 miljoen jaren aan de gang kon houden. Dit gaf een eerste fysisch-astronomische maat voor de tijdschaal, waarmee de ouderdom van het zonnestelsel, en dus ook van de aarde, gemeten moest worden.

Op deze gedachtengang voortbouwend toonde in 1871 de Amerikaanse wiskundige JAMES HOMER LANE aan, dat in zulk een contractie inderdaad de oorzaak te vinden was van de hoge temperatuur van de zon. Hij bewees, dat een zeer langzaam gelijkvormig uitzettende of inkrimpende gasbol in de vrije ruimte alleen in evenwicht kan bestaan als de temperatuur zich omgekeerd evenredig met de straal wijzigt. De warmte, die bij inkrimping ontstaat uit de aantrekkingsenergie, is slechts gedeeltelijk nodig voor de uitstraling; het overige deel strekt dan om de temperatuur te verhogen. Het klonk enigszins paradox, dat het verlies aan energie door straling een temperatuurstijging in plaats van een afkoeling ten gevolge moet hebben; maar het is dezelfde paradox die in de stelling ligt, dat een om de zon lopend lichaam door weerstand zijn snelheid vergroot: weerstand en snelheidsvermeerdering worden tezamen gedekt door de bij het kleiner worden van de afstand verloren aantrekkingsenergie. De wet van LANE gaf nu een beeld van voortgaande evolutie, zoals die op de zon toepasselijk was: uit een koelere oergasmassa ontstaat door uitstraling een zich tot steeds kleiner omvang samentrekkende zonnebol van steeds hoger temperatuur. Natuurlijk gaat dit niet onbepaald zo door; want als door sterke samentrekking de dichtheid zo groot wordt, dat de eenvoudige gaswetten niet meer gelden, houdt ook LANE's wet op te gelden. Dan wordt de contractie moeilijker en minder; dan wordt de contractie-energie geringer en is niet meer voldoende om de temperatuur te verhogen, of zelfs om de uitstraling te compenseren; dan moet dus de zon gaan afkoelen. Deze wet van LANE heeft gedurende vele volgende decennien als ontwikkelingswet der sterren de opvattingen over de evolutie in het heelal beheerst.

Het is geen toeval, dat zich hier een geheel nieuwe evolutie-gedachte uitsprekt, anders dan de opvattingen van de achttiende eeuw. Wij wezen er reeds op, hoe men de gedachte aan ontwikkeling wel kende, maar slechts als voorbereiding tot een blijvende eindtoestand, als een groei van barbaarsheid en onwetendheid naar een maatschappij volgens natuur en rede, die definitief zou blijven. En hoe de neveltheorie van KANT en LAPLACE het kosmologisch spiegelbeeld was van deze wereldbeschouwing. De negentiende eeuw bracht echter een steeds voortgaande maatschappelijke ontwikkeling; uitgaande van de industriële revolutie in Engeland omstreeks het begin van de eeuw, breidde zich eerst in dit land, daarna in de naburige landen Frankrijk en Duitsland, en ten slotte overal, de industrie in steeds sneller tempo uit. Alle takken van bedrijf werden er in meegesleurd, alle levensomstandigheden

der mensen werden grondig gewijzigd, het aspect van de wereld veranderde nu in een halve eeuw meer, sneller, en grondiger, dan in alle vroegere eeuwen tezamen. Zo werd de geest der mensen er aan gewend de wereld als een doorlopend ontwikkelingsproces te zien, waaraan vooreerst geen einde of doel te ontdekken was. Deze grondopvatting sprak zich weldra in al hun theoretische beschouwingen uit. De filosofie van HEGEL had reeds de wereld als een zich steeds in tegenstellingen (dialectisch) voltrekkend ontwikkelingsproces van de Absolute Idee verklaard. In de biologie kwam de leer van de ontwikkeling der soorten uit lagere tot steeds hoger georganiseerde vormen door CHARLES DARWIN's in 1859 gepubliceerde werk tot steeds algemener erkenning. Deze ontwikkelingsgedachte had haar fysische formulering in CLAUDIUS' tweede hoofdwet van de mechanische warmtetheorie gevonden, volgens welke alle vanzelf plaatsvindende processen in de natuur tezamen in één richting verlopen, en de entropie van het heelal alleen kan toenemen, nooit afneemt. Mechanische energie gaat vanzelf volledig in warmte over, niet omgekeerd; warmte gaat steeds van een warmer naar een kouder lichaam over, en wordt dus steeds meer verstrooid en geëgaliseerd. Physici hebben somtijds deze wet aldus geformuleerd, dat de entropie van het heelal naar een maximum streeft; dit hoogste maximum zou dan bereikt worden in een toestand, waarbij alle mechanische energie in warmte omgezet is en de temperatuur overal gelijk is geworden, dus met alle materie in een verstrooide neveltoestand met enkel moleculaire, en zonder massale bewegingen. In dit fysische eindbeeld is echter geen rekening gehouden met de algemene gravitatie, die juist omgekeerd de verstrooide nevelmaterie, volgens de uitkomsten van LANE, samenbalt tot kleinere dichtere hemelbollen van hoge en stijgende temperatuur, dus onder verscherping in plaats van onder vereffening van de temperatuur-teenstellingen.

De evolutie-gedachte gaat nu de sterrekunde meer en meer beheersen; zij leert het heelal als een groot ontwikkelingsproces zien. In een reeks van theoretische studies sinds 1879—80 behandelde GEORGE H. DARWIN, de zoon van de schrijver van „Het Ontstaan der Soorten”, de getijden-wrijving als factor van evolutie. De vloedgolf, die door de maan in de aardse oceanen wordt opgewekt, blijft door de wrijving achter bij het (schijnbaar) dagelijks rondlopen van de maan, of, juister uitgedrukt, wordt door de roterende aarde een eindje meegesleept van de plaats juist onder de maan. Is de aarde in haar geheel vervormbaar, zoals wij speciaal voor vroegere tijden aannemen, toen aarde en maan gloeiend en min of meer vloeibaar waren, dan vervormen zulke getijkkrachten het gehele aardlichaam. De aantrekking tussen deze vloedbobbels en de maan werkt vertragend op de rotatie van de aarde en trekt tegelijk de maan vooruit in haar baan; dit bewerkt, dat de baan van de maan groter wordt, met groter omloopstijd en kleiner snelheid. Daarbij wordt impulsmoment — wat men hoeveelheid draaiing kan noemen — van de aarde op de baanbeweging van de maan overgedragen, terwijl een deel van de bewegingsenergie van de draaiende aarde door wrijving verloren gaat en tot warmte wordt. DARWIN vond, bij terugrekening van deze processen over vroegere tijden, dat oorspronkelijk aarde en maan een gelijke rotatie-omloopstijd om elkaar hadden van tussen 3 en 5 uren, waarbij zij elkaar steeds dezelfde kant toekeerden en nagenoeg aanraakten. Zodra de aarde iets inkromp en dus versnelde, zodat de maanomloop bij de aardrotatie achter-

bleef, begon de getijwrijving te werken, die op deze kleine afstand reusachtig groot was. De rotatie vertraagde, de maan verwijderde zich, dag en maand werden beide langer, maar de maand naar verhouding het meest, tot ten slotte 29 omwentelingen in de maand gingen. Daarna ging de toename van de maand langzamer dan die van de dag; nu is er  $27\frac{1}{3}$  dag in de maand; en ten slotte zal, op den duur, een eindtoestand intreden, waarbij dag en maand weer gelijk worden, maar dan 55 van onze dagen, en aarde en maan op grote afstand elkaar steeds dezelfde kant toekeren — theoretisch, want practisch zou de getijwerking van de zon dit toch weer verstoren. De vraag, hoe dan het geval mogelijk is, dat de binnenste maan van Mars in minder dan een Marsdag omloopt, werd aldus beantwoord, dat wel de door de zon bewerkte getijden de rotatie van de planeet konden vertragen maar de maantjes te klein zijn om getijden te bewerken, dus ook getijwerking te ondergaan.

Van meer belang was de begintoestand, waartoe hij bij de terugrekening geleid werd; want deze wees er op, dat aarde en maan oorspronkelijk één lichaam waren geweest, dat zich in twee zeer ongelijke delen had gesplitst. Aansluiting bij deze gedachtengang leverde een onderzoek van de scherpzinnige theoreticus HENRI POINCARÉ in 1885 over evenwicht en stabiliteit van roterende vloeistofmassa's. Reeds in 1830 had de Duitse wiskundige JACOBI aangetoond, dat een roterend lichaam, vloeibaar en vervormbaar, niet enkel kan bestaan als een afgeplatte bol, d.w.z. als een omwentelingsellipsoïde — zoals bij de aarde en bij Jupiter het geval is — maar ook als een ellipsoïde met drie ongelijke assen, sterk uitgerekt in éne equatoriale richting. POINCARÉ toonde aan, dat bij geleidelijk (b.v. door inkrimping) sneller wordende rotatie de omwentelingsellipsoïde ten slotte onstabiel wordt en dan overgaat in een drie-assige ellipsoïde, die ten slotte ook haar stabiliteit verliest. Dan ontstaat er een zijdelingse insnoering, alsof een kleiner stuk zich zal gaan afscheiden van het grote geheel. Wanneer dan de periode van de getijvervormingen door de zon, die natuurlijk gelijk aan de rotatietijd was, samenviel met de periode van eigen trilling van zulk een bol (naar schatting tussen 3 en 5 uren) moesten die vervormingen aldoor groter worden, en moest een catastrophale ontwikkeling optreden. Op deze wijze verklaarde DARWIN hoe het aardlichaam zich gesplitst heeft in twee ongelijke lichamen, zoals wij ze als begintoestand van de door hem berekende ontwikkeling leerden kennen, en zoals ook bij dubbelsterren voorkomt.

Deze onderzoekingen gaven de eerste aanwijzingen over vormen van ontwikkeling uit vroegere toestanden. Zij leverden de eerste op exacte analyse gegronde inzichten in kosmogonie, in dat oude geheimzinnige en meeslepende vraagstuk van het ontstaan der hedendaagse wereld. JEANS heeft naderhand, in een reeks van in 1922 afgesloten onderzoekingen over kosmogonie, deze uitkomsten bevestigd en uitgebreid over algemenere gevallen, van gasvormige wereldlichamen en van andere dichtheidsverdelingen. Hij vond o.a. hoe in geval van grote ijheid en zeer snelle rotatie uitstromingen in twee tegenovergestelde punten van de equator ontstaan, die tot spiraalarmen worden, waardoor het teveel aan materie gespuid wordt.

Het merkwaardige bij al deze kosmogonische onderzoekingen is, dat daaronder geen enkele uitkomst toepasselijk is op het geval, dat ons het meest interesseerde; de oorsprong van het planetenstelsel bleef daarbij onverklaard. Tal van critische beschouwingen van verschillende zijde wezen er op, dat het

op de wijze als in de theorie van KANT en LAPLACE niet kon gebeurd zijn. Want het totale draaiingsmoment van het stelsel zit voor 60 procent in de omloop van Jupiter, die slechts  $\frac{1}{1000}$  van de massa bevat, en voor slechts 2 procent in de aswenteling van de zon. In die verhouding kan het draaiingsmoment van de oorspronkelijke nevel zich niet tussen de buitenste zich afscheidende Jupiterrings en de inkrimpende centrale hoofdmassa verdeeld hebben; en evenmin kon uit getijwrijving een zo grote overdracht van draaiingsmoment van de zon op de omlopende kleine planeet plaatsvinden. Dus, zo luidde de conclusie, dit grote draaiingsmoment, dat in de planeten-omloop zit, kon niet een oorspronkelijke rotatie zijn, maar moet van buitenaf in het stelsel ingebracht zijn. De sterrekundige MOULTON en de geoloog CHAMBERLAIN, beide te Chicago, stelden diensvolgens in 1906 tesamen de theorie op, dat de planeten ontstaan waren, doordat een andere ster dicht langs de zon gevlogen was en door haar aantrekkende uitbarstingen van materie uit de zon had bewerkt. Deze uitgeworpen materie had zich eerst tot om de zon lopende kleine lichaampjes, „planetesimalen” gecondenseerd, welke later geleidelijk door botsingen met elkaar samengevloeid waren tot planeten; dit verklaarde de hoge temperatuur van het toch vaste binnenste der aarde.

Deze ontmoetingstheorie voor het ontstaan van het planetenstelsel heeft naderhand, met wijzigingen in details, aanhang gevonden bij JEANS, EDDINGTON, en tal van astronomen van naam. JEANS wees er daarbij op, en EDDINGTON viel hem bij, dat zulke ontmoetingen van twee sterren zo dicht langs elkaar heen, wegens de grote onderlinge afstanden der sterren zo uiterst zeldzaam zijn, dat er wellicht geen tweede geval onder de millioenen sterren van ons heelal is voorgekomen, dus dat ons planetenstelsel mogelijk uniek is in de gehele sterrenwereld. Dus dat dan ook de aarde als woonplaats van intelligente wezens uniek is in het heelal.

Deze verrassende, ondanks haar zwakke fundering en haar hypothetisch karakter — want als één bepaalde verklaringsoorzaak een oneindig kleine waarschijnlijkheid heeft, blijven toch vele andere mogelijkheden bestaan — toch door haar aanhangers als zeer waarschijnlijk verkondigde gevolgtrekking is niet enkel als wetenschappelijke stelling, maar ook, en veel meer, als de uitdrukking van een bepaalde nieuwe wetenschappelijke wereldopvatting te beschouwen. Van ouds was de bijzondere en unieke plaats van de mens in het heelal een vast met de godsdienst samengeweven leerstuk. Toen GIORDANO BRUNO zijn leer van de veelheid der bewoonde werelden opstelde, plaatste dan ook zijn wereldopvatting zich in scherpe oppositie tot de geldende kerkleer. In het midden van de 19de eeuw behoorde het tot de min of meer materialistisch geformuleerde wetenschappelijke wereldbeschouwing, die sterk polemisch tegenover de godsdienst, of ten minste tegenover vele van zijn dogma's stond, dat men alle sterren als zonnen beschouwde, waaromheen door intelligente wezens bewoonde planeten rondlopen. Sindsdien, in het laatst van de 19de en het begin van de 20ste eeuw, zijn de materialistische leringen in aanzien gedaald en worden de geesten weer veel meer door godsdienstige voorstellingen beheerst, ongetwijfeld in verband met diep ingrijpende maatschappelijke catastrophes, crisissen en wereldoorlogen, die, evenals in de 16de eeuw het geval was, een gevoel van onzekerheid over toekomst en leven doen opkomen. Het is niet verwonderlijk, dat in zulk een tijd, met de afwijzing van en vaak gegronde critiek op de 19de eeuwse wereldbeschouwing, een



critische houding tegenover tal van haar leringen, en zo ook tegenover de leer van de „veelheid der werelden”, de geesten is gaan beheersen.

### 37. DE ZON

Wat is de zon? De oude opvatting, die in de zon een wereldbol van puur licht en vuur zag, kreeg een slag, toen de verrekijkers de zonnevlekken deden kennen, donkere oneffenheden in het zuivere „oog van de wereld”. Naar analogie met gesmolten metaal werden ze met slakken vergeleken. Maar de donkere van hun kern, schijnbaar pikzwart, deed gaandeweg de gedachte opkomen aan een donker zonneliĳchaam, omringd door een vuuroceaan zoals de aarde door een oceaan van water. LALANDE hield de vlekken voor boven de oceaan uitstekende bergtoppen van deze donkere kern. Maar in 1774 bemerkte ALEXANDER WILSON te Glasgow, dat bij mooi regelmatige zonnevlekken, als ze door de rotatie van de zon dicht bij de rand komen, de omgevende ring van halftint aan de buitenkant breed, aan de binnenkant smal wordt of verdwijnt, als de schuine rand van een gat. Dus dat de zonnevlekken diepten zijn, holten in het lichthulsel waardoor de donkere kern te zien komt. HERSCHEL nam deze gedachte over, en breidde ze uit tot de onderstelling, dat dan de donkere zonnebol zeer goed bewoond kon zijn door levende wezens, die door een dikke wolkenlaag tegen de felle straling van de daarboven liggende vuuroceaan beschut werden — men wordt hier herinnerd aan ARISTOTELES' leer van de ligging van het vierde element, het vuur, boven de lucht. Dat in het eerste deel van de negentiende eeuw de voorstelling van een donkere zonnekern algemeen aanvaard werd, toont hoever het fysisch bewustzijn toen nog achterstond bij de grote hoogte van sterrekundig wereldinzicht. Eerst met de opkomst van de leer van de energie breekt een dieper inzicht zich baan, en dan begint in de tweede helft van deze eeuw de kennis van de zon krachtig omhoog te gaan.

In de eerste tijd moest dus de studie van de zon beperkt blijven tot de banen, waarlangs zij ook te voren liep, nu enkel systematischer, breder en volhardender. In hoofdzaak was dit de waarneming van de zonnevlekken. In 1826 begon de apotheker SCHWABE te Dessau stelselmatig op elke bruikbare dag de zonnevlekken op te nemen, zonder enig ander bepaald doel dan misschien eens op een planeetje binnen de Mercuriusbaan te stoten. Het ging hem echter, naar zijn eigen latere woorden, als Saul, die uitging om zijns vaders ezels te zoeken en een koninkrijk vond. Want hij ontdekte, bij vergelijking van zijn optekeningen na een aantal jaren, in 1843, — en publiceerde dit in 1851 — dat hun talrijkheid periodiek wisselde. In 1828 en 1829, eveneens in 1836—39 was de zon op geen enkele dag zonder vlekken geweest, terwijl in 1833 en 1843 de zon op de helft van alle waarnemingsdagen vlekkenloos was; in 1828 telde hij in totaal 225, en in 1833 slechts 33, in 1837 333, in 1843 slechts 34 vlekken op de zon. De minima en maxima komen dus telkens na omstreeks 10 jaren terug. RUDOLF WOLF, toen in Bern,

later in Zürich, heeft in de volgende decennien in de historische gegevens van de vorige eeuwen deze wisseling terug kunnen vervolgen; hij vond een gemiddelde waarde van  $11\frac{1}{9}$  jaar voor de periode, maar met sterke onregelmatige wisselingen, soms ruim 7, soms 17 jaar. Waar komt dit vandaan? Telkens opnieuw zijn pogingen gedaan om deze periode met de stand van de planeten in verband te brengen — wat dus zou betekenen dat de planeten als werkende krachten voor het optreden van zonnevlekken een rol zouden spelen — maar steeds te vergeefs. De krachten, die de zonnevlekken doen ontstaan, liggen ongetwijfeld in de zon zelf.

Nog merkwaardiger was in 1851, tegelijk met SCHWABE's bekendmaking, de ontdekking van LAMONT, een Schot die in München werkte, dat de onregelmatige storingen van de magneetnaald, dus van het magnetisch veld van de aarde, ook in een periode van ruim 10 jaren beurtelings sterker en zwaker worden; en hetzelfde geldt voor de daarmee samenhangende noorderlichten. Door SABINE in Engeland en WOLF in Bern werd dadelijk geconstateerd, dat beide perioden samenhangen, dat de wisselingen in de aardmagnetische storingen zo goed als precies die van de zonnevlekken volgen, en dat zelfs afzonderlijk het optreden van grote vlekken op de zon „magnetische stormen” op aarde en noorderlichten ten gevolge heeft. Hier vertoonde zich dus een merkwaardige diepgaande beïnvloeding van aardse verschijnselen door de storingen op de zon, die wij als zonnevlekken waarnemen.

Meer eisen dan enkel het tellen van het aantal zonnevlekken stelde de bepaling van hun plaats en hun beweging; hierbij bewees de methode van een zonsbeeld te projecteren op een scherm en daarin de plaats van de vlekken vast te leggen, goede diensten. Wat men daarbij in de eerste plaats in het oog kon vatten was, evenals bij de planeten, een nauwkeurig onderzoek van de aswenteling van de zon. CARRINGTON, een Engels amateur, die 's nachts een programma van meridiaanwaarnemingen van Noordelijke sterren afwerkte, gebruikte de daguren in dezelfde jaren 1853—61 voor nauwkeurige metingen van de zonnevlekken. Het bleek hem, dat de rotatietijd des te groter gevonden werd naarmate de vlek verder van de evenaar verwijderd was, dus dat vlekken geen delen van een vast zonneliĳchaam konden zijn. Vlak bij de evenaar was deze 25,0 dagen, steeg tot 25d 18u op 20° breedte, tot 26d 11u op 30°, en tot 27½ dag op 45° breedte; maar hier werden de vlekken al zeldzaam. Zijn uitkomsten werden in de jaren 1860—1873 bevestigd door het gelijksoortige werk van SPOERER, een Duits amateur te Anklam in Pommeren. Beiden hebben bij hun werk toen nog een merkwaardigheid opgemerkt. In de jaren van talrijke zonnevlekken treft men deze van jaar tot jaar steeds dichter bij de zonsequator aan; hun breedte zakte van gemiddeld 25° tot 10° af. Dan sterven ze in lage breedte van omstreeks 5° uit, terwijl tegelijk in hoge breedte, op 25°—35°, reeds de eerste vlekken van een nieuwe cyclus opkomen, die in de volgende jaren, steeds talrijker wordend, zich naar lagere breedten gaat uitbreiden. De periodiciteit der zonnevlekken bestaat dus in telkens achter elkaar aanlopende reeksen, die in hun middentijd sterk en dicht zijn en in begin en einde over elkaar vallen en dan het minimum vormen.

De fotografie is natuurlijk dadelijk na de ontdekking op de zon toegepast, waarbij, in tegenstelling tot andere hemellichten, juist de grote overvloed van het licht bijzondere maatregelen voor snelle momentsluiting nodig

maakte. In de eerste plaats vond zij toepassing doordat nu alles, wat aan vlekken, fakkels en andere vormingen elke dag aanwezig was, snel en precies geregistreerd kon worden, en daaruit dan hun aantal, hun totaal oppervlak, hun vorm, ligging en beweging kon worden afgeleid. Aardig was daarbij de toepassing, dat men, door twee foto's na elkaar te nemen als de zon een eindje gewenteld was, in een stereoscoop de zon als een bol zag met de fakkels als hoog-liggende vormen en de vlekken als diepten. In 1858 werd een door WARREN DE LA RUE ontworpen fotoheliograaf te Kew opgesteld, die naderhand naar Greenwich is overgebracht, waar sindsdien het opnemen en uitmeten van de zonnebeelden een dagelijks bedrijf is geworden.

Daarnaast kwam, door verfijning van de techniek van opname, de studie van de details der vlekken, evenals die van de korrelstructuur van het fotosfeeroppervlak buiten de vlekken. Hier was het vooral de Franse astronoom JANSSEN te Meudon, die in de zeventiger jaren door zijn sterk vergrote rijkgedetailleerde foto's van het zonsoppervlak en de vlekken uitmuntte. Natuurlijk gold ook hier, dat fotografisch het detail wat minder scherp uitkomt dan visueel, waar echter de documentaire waarde tegenover stond. De visuele studie der vlekken, zoals deze vooral door pater SECCHI te Rome in de zestiger jaren beoefend was, gaf bovendien het voordeel, dat snelle veranderingen door de waarnemer op de voet te volgen waren. Ook speelt zich alles in de vlekken in zo kolossale maatstaf af, dat het op die fijnste details niet aankomt. Anders is het gesteld met de fijne structuur van de kleinste elementen van het zonsoppervlak, de korrels of granulae. Door nauwkeurige vergelijking van een aantal opeenvolgende foto's kon HANSKY in 1905 de gemiddelde levensduur van de afzonderlijke korrels op 2—5 min. vaststellen; dan lossen ze zich op en worden door nieuwe vervangen.

Tot ver in de 19de eeuw waren de verschijnselen van de zon beperkt tot wat men met kijkers op het zonsoppervlak kon waarnemen. Eerst in 1842 viel bij een in Zuid-Frankrijk en Noord-Italië zichtbare totale zoneclips de aandacht der sterrekundigen op de merkwaardige lichtverschijnselen, die deze eclipsen tot de meest glorieuze natuurtaferelen en tevens tot de belangrijkste bronnen van kennis hebben gemaakt: de wijd uitgestrekte enigszins stralige lichtkrans, de corona, en de hier en daar buiten de maanrand zich vertonende rose uitsteeksels, de protuberansen. Ze waren ook reeds een eeuw vroeger, in 1733, door WASSENIUS in Gotenburg beschreven als rose wolken, die in de dampkring van de maan dreven; en ze zijn zelfs al in middeleeuwse Russische kloosterkronieken vermeld (b.v. bij de eclips van 1 Mei 1185) als kooltjes vuur die aan de punten van de zonneseikel te zien waren. Bij de in 1851 in Zweden zichtbare eclips kon vastgesteld worden, dat de protuberansen niet tot de maan maar tot de zon behoorden, en dat zij de hoogste uitsteeksels waren van een dunne rose laag (de chromosfeer), die de zon geheel omgeeft. Bij de eclips van 1860 in Spanje werd de fotografie voor het eerst op grote schaal gebruikt om de objectiviteit van al deze lichtverschijnselen ondubbelzinnig vast te stellen. Van toen af is het gebruik geworden, dat tal van sterrekundigen geregeld bij elke eclips naar de in welk land of werelddeel ook gelegen totaliteitszone trokken, de smalle strook op aarde waar de eclips totaal was, om gedurende de enkele toegemeten minuten alle waarnemingen te doen, die telkens zovele nieuwe verrassende ontdekkingen betekenden.

Dan komt, in de jaren 1859—62, door het werk van KIRCHHOFF en BUNSEN, de spectraalanalyse op. Zij hing als het ware in de lucht. Dat FRAUNHOFER's dubbele lijn D in het geel van het zonnenspectrum in plaats samenvalt met de heldere gele emissielijn in het spectrum van alle vlammen en lichtbronnen die natrium bevatten, was al opgemerkt door STOKES, FOUCAULT, ÅNGSTRÖM, e.a.; en de conclusie, dat natrium op de zon moest voorkomen, lag voor de hand. STOKES beschreef het aldus, dat hetzelfde licht van bepaalde golflengte, dat de gasdeeltjes uit het zonlicht of elders opslopten, daarna door hen werd uitgestraald. GUSTAV KIRCHHOFF (1824—1887), als eminent theoretisch physicus, heeft toen voor het eerst een vaste wetenschappelijke grondslag aan de spectraalanalyse gegeven. Hij leidde af, dat voor elke bepaalde golflengte de verhouding van emissie en absorptie voor alle lichamen dezelfde is, en wel gelijk aan wat men de emissie van een volkomen zwart lichaam (met 100% absorptie) noemt; deze is een geleidelijk verlopende functie van temperatuur en golflengte. Is dus bij een gloeiende gasmassa voor één nauw begrensde golflengte de absorptie zeer groot — dus vertoont het spectrum van een er achter gelegen gloeiend lichaam daar een donkere absorptielijn — dan moet bij hoge temperatuur een sterke eigen emissie van dit gas optreden, in de vorm van een heldere lichtende lijn op dezelfde golflengte. KIRCHHOFF mat, in een willekeurige schaal, de plaats van een paar duizend Fraunhoferlijnen in het zonnenspectrum, en stelde hun samenvallen met emissielijnen van een tiental aardse elementen vast. En hij kon daaruit besluiten, dat deze chemische elementen voorkomen in de dampkring van de zon, waar ze die bepaalde golflengten uit het continue spectrum van de diepere dichtere fotosfeer absorberen. ÅNGSTRÖM heeft in 1868 voor deze lijnen in plaats van KIRCHHOFF's willekeurige schaal de natuurlijke schaal van golflengten ingevoerd; de door hem gebruikte eenheid, een tiemillioenste van een millimeter, waarin de gewone golflengten getallen van vier cijfers zijn, (rood 6000, groen 5000, violet 4000) is naderhand in gebruik gebleven en wordt steeds met zijn naam aangeduid.

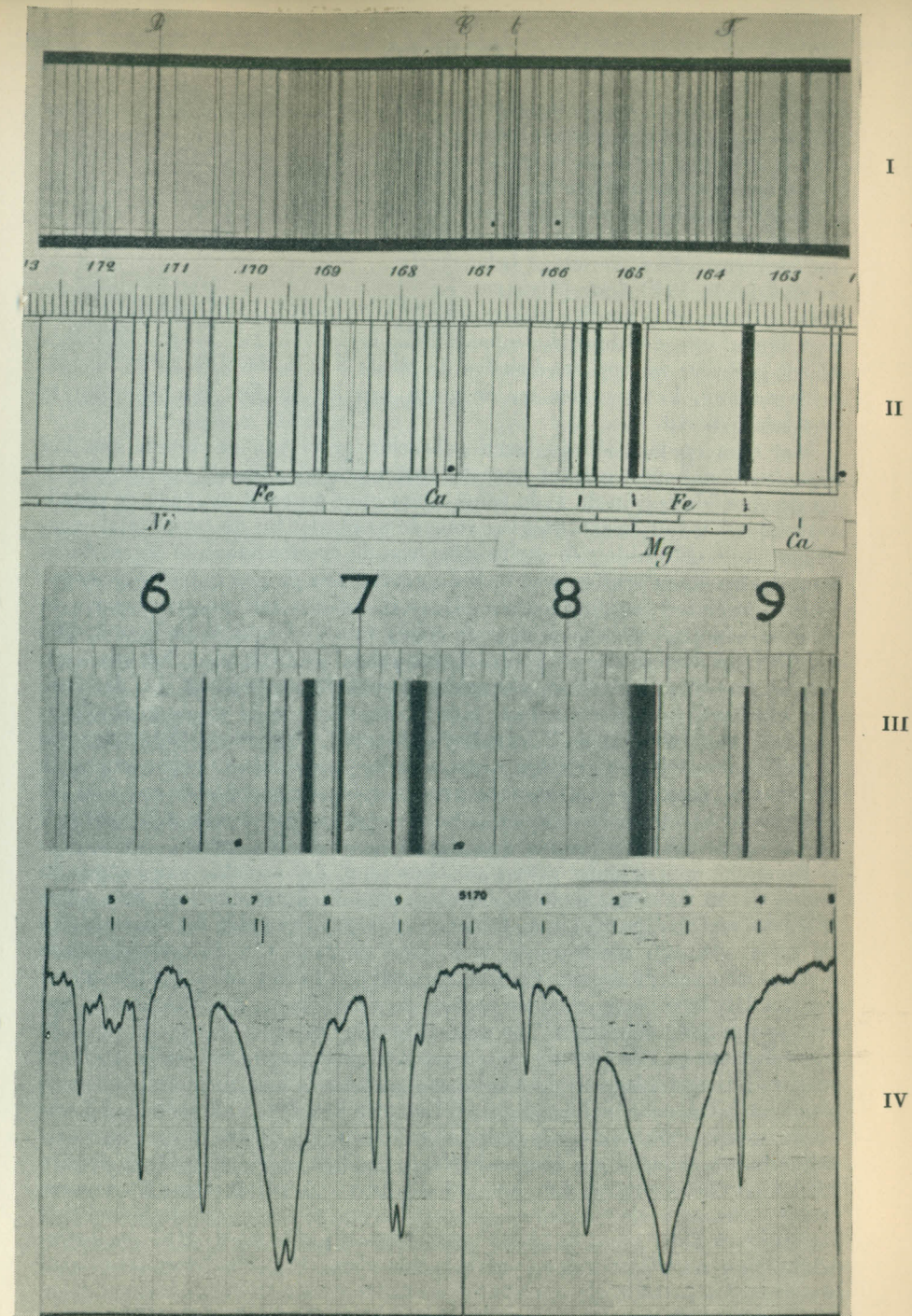
Met de spectraalanalyse was nu het wonderbaarlijke mogelijk geworden, dat kort te voren nog tot een volslagen onmogelijkheid was verklaard, nl. het vaststellen van de chemische samenstelling van ver verwijderde onbereikbare hemellichamen. Het was de Franse filosoof van het positivisme, AUGUSTE COMTE, die in 1835 in zijn *Cours de philosophie positive* over de hemellichamen had geschreven: „Wij begrijpen de mogelijkheid hun vormen, hun „afstanden, hun grootte en hun bewegingen te bepalen, terwijl wij nooit, door „geen enkel middel hun chemische samenstelling, hun mineralogische structuren, laat staan de natuur van de organische wezens, die op hun oppervlak „leven zullen vermogen te bestuderen.” En enige bladzijden verder: „ik blijf „bij de mening, dat elk begrip van de ware gemiddelde temperaturen der „sterren ons noodzakelijk voor altijd onthouden moet zijn”. Hier blijkt, evenals dat ook reeds bij DESCARTES en bij HEGEL was gebleken, hoezeer de filosofie moet struikelen, als ze meent de uitkomsten of zelfs maar de methoden van de natuurwetenschap te kunnen uitdenken en voorspellen; zij kan deze alleen achterna als materiaal voor haar eigen opbouw als kennisleer gebruiken.

Deze nieuwe ontdekkingen en inzichten brachten vanzelf nieuwe voorstellingen omtrent de zon mee. De gedachte aan een koude, donkere zonnecern was nu geheel onmogelijk geworden. KIRCHHOFF verklaarde de zon als een

gloeiende bol van zeer hoge temperatuur, omhuld door een minder hete atmosfeer, die aardse elementen in gasvorm bevat. De zonnevlekken vatte hij op als koelere wolken in deze atmosfeer — hij zag zeer juist in, dat de donkerheid alleen door een lagere temperatuur te verklaren is, en dat de vaak geuite mening, dat die donkerte door een geringer emissievermogen van gasmassa's in diepe holten kon ontstaan, in strijd was met de door hem vastgestelde wet. Het zonnelichaam beschouwde hij als gloeiend vast of vloeibaar, wegens het continue spectrum. Dit vond echter weldra bestrijding, het eerst bij SECCHI en JOHN HERSCHEL in 1864, die ook de kern voor gasvormig hiielden en het continue spectrum toeschreven aan gecondenseerde fijne druppeltjes of stofjes, die als een wolkenlaag in de gasatmosfeer dreven. Hoewel het weldra bleek, dat sterk samengeperst gas ook een continu spectrum geeft, en hoewel in 1869 de physicus ANDREWS de „critische toestand” ontdekte, het feit dat elke stof boven een bepaalde „critische” temperatuur niet meer vloeibaar maar alleen gasvormig kan bestaan, bleef toch de wolken-theorie de meeste aanhang vinden. „Het is vrijwel onmogelijk te betwijfelen, „dat de fotosfeer een schil van wolken is” schreef YOUNG nog in 1882 in zijn boek *The Sun*. De Franse astronoom FAYE ging in zijn in 1865 ontwikkelde theorie van de zon van deze inwendige sterk samengeperste gastoestand uit, en zag in de zonnevlekken plaatsen, waar door uitstromingen van het hete gas naar buiten de wolkenlaag opgelost werd. Deze opvatting was echter niet in overeenstemming met KIRCHHOFF's vaststelling, dat de zonnevlekken koeler zijn dan de omgeving.

De vaststelling welk soort atomen zich in het spectrum van een hemellichaam kenbaar maken, is op zichzelf zeer eenvoudig; zij eist slechts de waarneming van preciese coïncidenties van spectraallijnen, ofwel de gelijkheid van nauwkeurig gemeten golflengten. Door de hoge ontwikkeling van de instrumentmakerskunst en de glastechniek konden al spoedig steeds voortreffelijker spectraalapparaten voor de meest verschillende doelen en omstandigheden vervaardigd worden. Daarbij trad de fotografie, die bovendien het gehele ultraviolette gebied tussen 4000 en 3000 Å (Ångström) toegankelijk maakte, steeds meer in plaats van de visuele waarneming, en de „spectrografen” verdrongen steeds meer de spectroscopen.

Een top-prestatie in deze ontwikkeling was de vervaardiging, in 1887, van holle roosters door H. A. ROWLAND te Baltimore. Een holle concave metaalspiegel verenigt alle lichtstralen van een lichtbron of een spleet in een scherp beeld, zonder dat er lenzen bij te pas komen. Op zulk een holle spiegel werd een rooster van fijne evenwijdige groeven gegraveerd, een honderduizental over een breedte van 10 cm, waardoor een diffractiespectrum (of eigenlijk een reeks van zulke spectra) van uiterste fijnheid van lijnen en grote dispersie ontstaat. Jarenlang had ROWLAND gewerkt aan de constructie van een machine, die met volmaakte precisie automatisch de groefjes op volkomen gelijke afstanden in het metaal sneed. Maar daarmee werden dan ook spectra verkregen, die tientallen van jaren onovertroffen, ja ongeëvenaard bleven. ROWLAND fotografeerde daarmee het zonnenspectrum en gaf deze foto's in 1888 als een atlas van platen op een schaal van ruim 3 mm per Ångströmeenheden uit, waarin het gehele spectrum van 3000 tot 6900 Å een band van 13½ meter lengte vormt. Er staan ruim 20.000 Fraunhoferlijnen op, vanaf zeer sterke, die er als zware, donkere banden uitzien, tot nauwelijks zichtbare



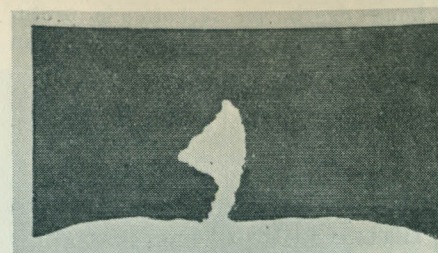
Gedeelten van het zonnenspectrum.

I. FRAUNHOFER, II. KIRCHHOFF, III. ROWLAND, IV. Utrecht.  
De golflengten nemen op I naar links, op II, III, IV naar rechts toe.  
De stippen begrenzen het op de volgende afbeelding weergegeven deel.

fijne lijntjes. Door de oorspronkelijke foto's uit te meten was hij in staat in 1896 een catalogus van deze lijnen met hun golflengten in 3 decimalen en met in getallen geschatte intensiteitswaarden te publiceren, die nog steeds een door ieder astrofysicus gebruikt standaardwerk vormt. Hij kon er 36 aardse elementen in vaststellen als op de zon aanwezig; dit aantal is in latere jaren, in een door Sr. JOHN in 1928 op Mt Wilson uitgevoerde revisie, tot 51 vermeerderd. De enige belangrijke vooruitgang daarna bestaat in de publicatie, in 1940 door MINNAERT en zijn medewerkers, van de Utrechtse fotometrische atlas van het zonnenspectrum, waar in plaats van een spectrum met lijnen een doorlopende intensiteitskromme van het gehele spectrum wordt gegeven, waarop dus behalve de plaats ook de breedte en de intensiteitsverdeling, het karakter en de vorm van het profiel van elke lijn te voorschijn treedt.

Met deze op blz. 339 in beeld gebrachte groei van de kennis van het algemene zonnenspectrum tot hoogste volkomenheid zijn wij vooruitgelopen op de ontwikkeling in de 19de eeuw. Deze ging nu eerst uit naar de detailverschijnselen van de zon. Het lag voor de hand, dat bij de eerste totale zoneclips na de ontdekking en verbreiding van de spectraalanalyse de aandacht vooral gespannen was op wat toch de natuur van de pas ontdekte protuberansen en van de corona zou zijn. Daartoe trokken tal van waarnemers in 1868 met hun spectroscopen naar de eclips van 18 Augustus in Voor-Indië; en allen constateerden, met kleine tegenspraken in details, dat het spectrum van de protuberansen uit enkele heldere emissielijnen bestond, dus dat deze zelf gloeiende gasmassa's waren. Men herkende de rode en de groene lijn van waterstof (meestal als  $H\alpha$  en  $H\beta$  aangeduid, identiek met FRAUNHOFER'S C en F), benevens een gele lijn, eerst voor de natriumlijn D gehouden, waar ze dicht bij staat, en daarom naderhand met  $D_3$  aangeduid: ze was niet uit enig aardse spectrum bekend en werd dus toegeschreven aan een specifiek alleen op de zon voorkomend gas, dat de naam helium kreeg.

De sterke emissielijnen waren zo schitterend, dat een der waarnemers in Indië, JULES JANSSEN, dadelijk begreep, dat de duisternis van een eclips helemaal niet nodig was om ze te doen uitkomen. Hij stelde de volgende dag de spleet van zijn spectroscop vlak naast de rand van de onverduisterde zon, en kon zonder moeite de protuberanslijnen in het volle daglicht waarnemen. Hij bleef nog een paar weken zo waarnemen „equivalent met een „eclips van zeventien dagen”, en schreef in zijn kort bericht naar Parijs: „ik „heb kaarten van de protuberansen gemaakt, die tonen, met welke snelheid „(soms in enige minuten) deze kolossale gasmassa's hun vorm en plaats ver- „anderen”. Ongeveer gelijktijdig deed LOCKYER hetzelfde in Engeland; hij was reeds twee jaar tevoren op de gedachte gekomen, dat de protuberansen waarschijnlijk uit gloeiend gas zouden bestaan, dus lichtende emissielijnen zouden uitzenden; deze zouden dan op gewone dagen zichtbaar gemaakt kunnen worden als maar het continue zonnenspectrum zelf van de sterk verlichte hemelgrond door grote dispersie voldoende verzwakt werd. Had de instrumentmaker hem niet zolang op het door hem bestelde instrument laten wachten, dan had hij zijn ontdekking reeds lang vóór de eclips kunnen doen. Nu werd van beide astronomen deze ontdekking in 1869 in dezelfde zitting van de Parijse Academie bekend gemaakt. Daarmee waren nu de omstandigheden geheel veranderd; men behoefde om het spectrum der protuberansen te



Eerste afbeelding van een protuberans bij daglicht (HUGGINS).

bestuderen, niet meer op eclipsen te wachten, maar kon het elke dag doen. Bovendien kon men door de spleet over het protuberansbeeld te verschuiven, hun uitgestrektheid en vorm afleiden. Of weldra, nog beter, zoals door HUGGINS het eerst werd gedaan, kon men door de spleet zeer ver te openen de gehele protuberans in zijn ware vorm waarnemen, mits slechts de dispersie, dus de verzwakking van het continue achtergrondsspectrum, groot genoeg was.

Van nu af aan werden op verschillende sterrewachten, als dagelijks bedrijf, naast de vlekken ook regelmatig de protuberansen waargenomen en kon men, wat een belangrijke nieuwigheid was, hun snelle bewegingen en vormveranderingen opmerken en vastleggen. Het bleek, dat zij wel het talrijkst zijn in de jaren van maximaal vlekkenaangetal en in dezelfde breedtegebieden als de vlekken, maar dat ze toch ook op alle andere breedten voorkomen, tot de polen toe. Men leerde de verschillende vormen en soorten van protuberansen kennen, de „rustende” die als rose wolken vrij in de atmosfeer schijnen te drijven, en de „eruptieve”, die als fonteinen van licht opschieten, zich tot kolossale hoogte verheffen en zich dan oplossen of naar beneden in de vlekken ingezogen worden. Of wel, ze staan als rustige wolken, om dan plotseling als door een stormwind in woest warrelende vlokken uiteengereten te worden — fascinerende taferelen, vooral ook door het besef, dat dit alles op een schaal van tienduizenden kilometers plaatsvindt, en met snelheden, zowel direct zichtbare, als door de spleetspectrografen in de vorm van verdraaide spectraallijnen getoonde, van honderden kilometers per seconde. Nu treden in de voorstellingen omtrent de zon uitbarstingen van uit de diepere lagen op als oorzaak voor de verstoringen, die wij als zonnevlekken waarnemen.

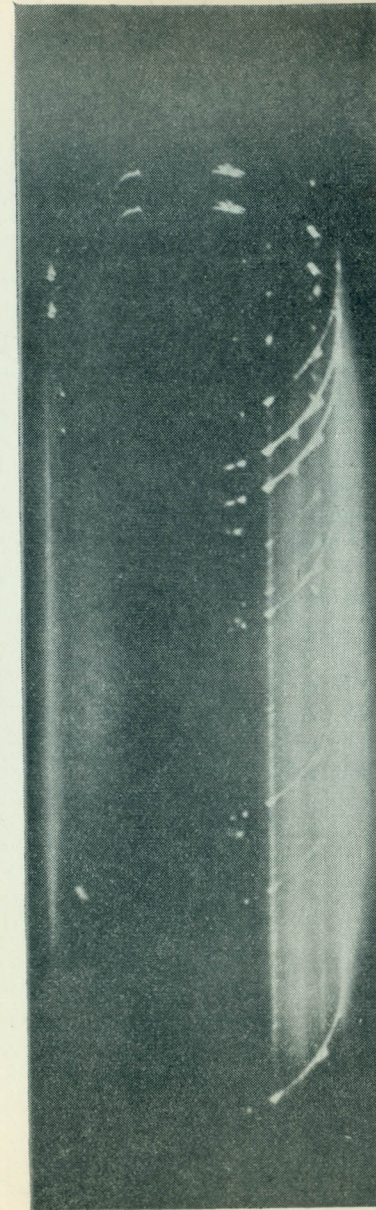
Bij de eclips in 1870 in Spanje ontdekte YOUNG in het overigens zwakcontinue spectrum van de corona een dunne heldere groene lijn met een golflengte, die hij eerst op 5315 aangaf, maar die later bleek 5303 te zijn; toen het bleek, dat ze in geen enkel bekend spectrum voorkwam, werd daarvoor een tweede onbekende zonne-element, coronium, aangenomen. Ook zag hij, doordat de spleet van zijn spectroscop vlak aan de zonsrand raakte, op het ogenblik van bedekking van het laatste randje zon door de maan, een ontelbaar aantal emissielijnen opflitsen, en na een enkele seconde weer verdwijnen, toen de maan ook het dunne laagje bedekte, dat ze uitzond. Het was alsof alle donkere Fraunhoferlijnen van het zonnenspectrum ineens omkeerden tot lichtende lijnen; deze diepste dunne laag (altijd nog een 500 km dik!) werd „omkerende laag” genoemd, in de gedachtengang, dat dit de opzij geziene atmosfeer is, die bij dóórzien door haar absorptie de Fraunhoferlijnen bewerkt. In de volgende jaren heeft dezelfde waarnemer bij daglicht in de rustige lucht van een hoge Amerikaanse bergtop deze lijnen, die het spectrum van de chromosfeer vormen, nader onderzocht; ze bleken meest metaallijnen

te zijn, waarvan echter de relatieve intensiteiten vaak anders zijn dan in het Fraunhoferspectrum. Onder de zich hoog daarboven verheffende protuberansen bevatten slechts de „eruptieve” enige van deze metaallijnen, van mee naar boven gesleurde atomen. Bij de meeste vertoont het spectrum alleen waterstoflijnen, de gele  $D_3$ , en enige andere onbekende lijnen die, nadat RAMSAY in 1895 heliumgas hier op aarde uit het mineraal cleveiet had gedestilleerd, eveneens heliumlijnen bleken te zijn.

Het spreekt vanzelf, dat de fotografie hier spoedig toegepast werd en de directe waarneming verdrong. In het fotografische spectrum van de protuberansen en de chromosfeer ontdekte HUGGINS in 1876 voor het eerst die merkwaardige regelmatig gebouwde reeks van lijnen, die, als voortzetting in het ultraviolet van de vier visuele waterstoflijnen  $H\alpha$  tot  $H\delta$ , steeds dichter in elkaar gedrongen ten slotte samenvloeien tot een grens bij een golflengte van omstreeks 3700 Å. Verder bleken de calciumlijnen H en K van Fraunhofer, in het begin van het ultraviolet met golflengten 3968 en 3934 Å, de sterkste van alle emissielijnen te zijn, evenals ze trouwens verreweg de sterkste onder alle Fraunhoferlijnen zijn.

De fotografische waarnemingsmethode bracht haar eigen doelmatige apparaat mee. Bijzonder vruchtdragend was daarbij voor het waarnemen van de eclipsen LOCKYER's constructie van de prismacamera. JOSEPH NORMAN LOCKYER (1836—1920), was een ambtenaar op het ministerie van oorlog te Londen, die slechts zijn vrije tijd aan zijn liefhebberij voor sterrekunde kon besteden, dus wat wij een amateur-astronoom zouden noemen; maar tegelijk toch een vakman van de eerste rang. Trouwens, deze combinatie was in Engeland zeer gewoon; WILLIAM HERSCHEL, SOUTH LASSELL, Lord ROSSE, HUGGINS waren allen in die zin amateurs. In Engeland was van ouds een klasse van rijke grondbezitters, kooplieden, later ook fabrikanten, gewend om niets van een regering te verwachten maar in alles op eigen initiatief te vertrouwen; zij stichtten en doteerden bibliotheken en leerstoelen, en als zij liefde voor sterrekunde opvatten, construeerden zij hun eigen instrumenten en zetten als bekwame autodidacten daarmee onderzoekingen op touw. LOCKYER ging van de gedachte uit, dat door een prisma vóór het objectief te plaatsen, in plaats van één beeld, net zoveel naast elkaar gelegen beelden van het zelflichtend voorwerp gevormd worden, als er emissielijnen in het spectrum van deze lichtbron voorkomen. Elk van deze beelden heeft de vorm, die beantwoordt aan de verspreiding van de atoomsoort die licht van deze lijn uitzendt. Werd de zon hiermee opgenomen op het juiste eerste ogenblik van totaliteit, als de omkerende laag even als een „flits” zichtbaar is, dan komen in het licht van een waterstoflijn en de lijnen H en K alle protuberansen in hun volle omvang en vorm te voorschijn; van een metaallijn verschijnt alleen een smal korter of langer boogje van de eventjes daar vrijkomende chromosfeer; en van de coronalijn komt als beeld een brede flauwe effen, naar binnen door de maanrand scherp begrensde ring. Nadat bij de eclips van 1893 voor het eerst zulke opnamen waren verkregen, (die als eerste proeve, enige seconden na het begin van de totaliteit, niet de metaallijnen van de omkerende laag, maar alleen de bogen van de waterstof-, helium- en H en K lijnen vertonen), zijn sinds 1896 prismacamera's regelmatig in gebruik gekomen. Zij deden niet enkel het spectrum van de chromosfeer volledig kennen maar lieten ook de verdeling van de verschillende soorten van atomen en hun stralingen tot op

verschillende hoogten als met een oogopslag zien. Nog mooier werden de resultaten toen MITCHELL een rooster van Rowland gebruikte om het spectrum van de juist verduisterde zon op te nemen, het eerst in 1905, en daarna bij latere eclipsen met steeds beter en nauwkeuriger uitkomsten. Behalve voor het volledige spectrum van de chromosfeer was het nu vooral ook de corona, waarvoor de zoneclipsen nog niet gemist konden worden; want ondanks alle pogingen gelukte het niet om daarvan de spectraallijnen bij vol zonlicht zichtbaar te maken. Het merkwaardige was, dat bij elke volgende eclips er meer en telkens ook andere ontdekt werden; naast de helderste groene lijn kwamen een lijn in het rood en een in het violet als standvastigste, en daarna nog een aantal andere, verschillend voor verschillende eclipsen. Maar van allen bleef de oorsprong even geheimzinnig; men heeft de eerst ontdekte lijnen aan een onbekend element coronium toegeschreven, maar het bleef twijfelachtig of er niet meerdere aangenomen moesten worden.



Eerste chromosfeerspectrum met de prisma camera (FOWLER, 1893).

De werkwijze van protuberansen in het licht van een enkele golflengte te fotograferen vond weldra nog uitgebreider toepassing. Op tal van plaatsen van het zonsoppervlak, met name in de storingsgebieden met heftige bewegingen in en om de zonnevlekken traden in de donkere Fraunhoferlijnen vaak smalle emissielijnen als heldere kernen op, die als zeer hete gasmassa's op grote hoogten geïnterpreteerd werden. In 1890—91 werd door DESLANDRESTE Parijs en door HALE te Chicago, op enigszins verschillende wijze, een instrument ontworpen, de spectroheliograaf, waarbij een spectrograaf met zijn spleet over het zonsbeeld glijdt en door een tweede spleet, die van het spectrum alle andere golflengten buitensloot, de gehele zon in het licht van deze ene emissielijn afbeeldde. Eerst in Chicago en op de Yerkes-sterrewacht, later op groter schaal op het daartoe nieuw opgerichte „Solar Observatory” op Mt Wilson (dat later

het beperkende woord „solar” liet vallen) heeft HALE deze opnamen en de studie van hun structuren tot een regelmatig bedrijf gemaakt. In verschillende stralingssoorten werden ze genomen, het meest in het licht van de calciumlijn K en van de waterstoflijnen H $\alpha$  en soms H  $\gamma$ . Daarbij traden, vooral bij de laatstgenoemden, spiralige structuren in en om de zonnevlekken op, die op het eerste gezicht aan wervelingen of draaikolken doen denken, of ook wel aan magnetische krachtlijnen, die van kern tot kern lopen, enigszins analoog met het ijzervijlsel in het zogenaamde magnetische spectrum.

Ook het spectrum van de zonnevlekken — die in hun kern alleen schijnbaar zwart, alleen relatief donker zijn, en in werkelijkheid sterk licht uitstralen — is natuurlijk het voorwerp van veel onderzoek geweest. Reeds in 1866 vond LOCKYER, dat de grotere donkerheid vooral ontstond door het donkerder en zwaarder worden van de meeste Fraunhoferlijnen, terwijl er nog vele nieuwe fijne absorptielijnen bij kwamen. Met de latere voortreffelijke instrumenten werden op Mt Wilson in de jaren twintig vlekenspectra opgenomen, uitgemeten en door CHARLOTTE MOORE in 1933 in een catalogus gepubliceerd, die in volledigheid haast als tegenhanger tot Rowland's zonnenspectrum kan gelden. Bij vergelijking komen de verschillen, speciaal in lijnintensiteiten, duidelijk voor den dag. Vele lijnen, met name de waterstoflijnen, en van de metalen de hoog-temperatuurlijnen, zijn in de vlekken zwakker dan in de fotosfeer, terwijl de laag-temperatuurlijnen versterkt worden; bovendien treden een aantal uit fijne lijnen bestaande banden van chemische verbindingen op — alles duidelijke bewijzen, dat de vlekken gebieden zijn van lagere temperatuur dan de normale fotosfeer.

De meeste metaallijnen in het vlekenspectrum vertoonden in het midden een omkering, een smal helder lijntje, dat doorgaans, evenals bij waterstof en bij H en K als een dunne emissielijn van een daarboven gelegen hete gasmassa werd opgevat. In 1908 echter ontdekte HALE op Mt Wilson, dat dit geheel anders moet verklaard worden, nl. als een magnetische verdubbeling der lijnen door het Zeeman-effect. De componenten waren tegengesteld circulair gepolariseerd en bewezen daardoor, dat de zonnevlekken terreinen waren van sterke magnetische krachtvelden. Daarbij hadden naburige vlekken, die in ongeveer O-W gerangschikte paren tesamen optraden, in dezelfde volgorde, steeds tegengestelde polariteit; maar de volgorde van de polariteiten was op het Noordelijk en het Zuidelijk halfmond tegengesteld — enigszins analoog met dat op aarde cyclonen Noordelijk en Zuidelijk van de evenaar tegengestelde draaiing hebben. Dit wierp meteen licht op de met de spectroheliograaf gevonden spiralige krachtlijnen-structuur; de wervelingen der electricisch geladen deeltjes, electronen en ionen, die deze magneetvelden veroorzaken, moeten dan in naburige bijeenbehorende vlekken tegengestelde richtingen hebben, alsof ze tegengestelde uiteinden van een zelfde in de diepte gelegen wervelbuis zijn. Werden door deze ontdekkingen reeds op zichzelf nieuwe problemen opgeworpen en nieuwe gezichtspunten geopend: deze kregen een nog wonderbaarlijker aspect, toen na het zonnevlekkenminimum van 1912 bleek, dat in de nieuwe toen beginnende reeks zonnevlekken de polariteit van N en Z halfmond omgekeerd was geworden; en in het daarna komende minimum van 1922 vond opnieuw een verwisseling plaats. Dus de opeenvolgende zonnevlekkenperioden zijn afwisselend tegengesteld magnetisch!

Zo was door een lange reeks van volhardende onderzoekingen en verrassende ontdekkingen een rijke schat van kennis omtrent de zon verzameld. Toch kan men dit alles niet anders dan de vóór-wetenschappelijke periode van de zonnephysica noemen. De astrophysica bevond zich gedurende een halve eeuw na de ontdekking van de spectraalanalyse nog steeds in hetzelfde stadium als de oude sterrekunde in de tijd vóór KEPLER en NEWTON. Zij bestond uit een overvloed van feiten en gegevens, maar zonder de grondslag van een vaste theorie. Er waren theorieën van de zon, telkens opgesteld door vooraanstaande onderzoekers om de door bepaalde nieuw ontdekte verschijnselen gewekte nieuwe inzichten weer te geven; maar ze berustten uiteraard op de vaak primitieve denkbeelden van hun tijd. Daarnaast had men theorieën van scherpzinnige buitenstaande leken, als AUGUST SCHMIDT en onze landgenoot A. BRESTER, die de snel wisselende verschijnselen door geheel aparte opvattingen verklaarden, de een (1891) door sterke lichtstraalkrommingen, de ander (1895) als eenvoudige schijn bij een in werkelijkheid rustige zon. Aan de eerste aansluitend heeft toen de Utrechtse physicus W. H. JULIUS (1900) voor de Fraunhoferlijnen en de chromosfeerlijnen een verklaring uit anomale dispersie bij sterke straalkromming gegeven. Maar bij dit alles ontbrak de volstrekte zekerheid van onomstotelijke principes, zoals NEWTON die aan de bewegings-sterrekunde had gegeven.

Dit lag niet aan de sterrekunde, die niet kon experimenteren met haar objecten, maar aan de physica. Voordat de astrophysica tot wetenschap kon worden, moest eerst de theoretische physica de leer van de stralingen tot vaste zekerheid en volkomenheid ontwikkelen. Dit is eerst in het begin van de 20ste eeuw volledig gelukt; maar niet zonder dat daarbij het gehele fundament van de physica zo grondig gerevolutioneerd werd, dat, naar een dikwijls herhaald gezegde, voor iemand uit 1890 niet slechts de wetten van 30 jaar later volkomen onbegrijpelijk waren, maar dat zelfs de gebruikte termen voor hem een vreemde onverstaanbare taal vormden.

Het begon met de opstelling van de algemene stralingswetten. Nog in 1870 stelde SECCHI de temperatuur van het zonsoppervlak op enige miljoenen graden, terwijl de physicus POUILLET op minder dan 2000° kwam. Dezelfde soort waarden kwamen er aldoor uit, alnaar men aannam, dat de straling eenvoudig evenredig of wel exponentieel met de temperatuur toenam. In 1879 echter leidde STEFAN uit nauwkeurige metingen bij ver uiteenliggende temperaturen af, dat de totale straling evenredig was met de 4de macht van de absolute temperatuur; en in 1884 bewees BOLTZMANN door streng theoretische afleiding, dat dit de precies geldende stralingsformule voor volkomen zwarte straling was. Op hetzelfde voetspoor voortgaande leidde WIEN in 1893 af, dat in de straling van een volkomen zwart lichaam slechts één onbekende functie voorkwam die zich verschoof met de temperatuur, zó dat de golflengte waarvoor de straling de grootste intensiteit heeft, omgekeerd evenredig is met de temperatuur. Deze beide wetten stelden de effectieve temperatuur van het zonsoppervlak op omstreeks 6000° vast. Ten slotte werd op deze wetten in 1906 de kroon gezet door de stralingsformule van MAX PLANCK, die de zwarte straling als een functie van temperatuur en golf-

lengte uitdrukt. Nog meer dan door haar eigen waarde is deze formule beroemd geworden, doordat PLANCK, om ze te kunnen afleiden, moest aannemen, dat stralende energie in plaats van in een lopende stroom slechts in eindige beetjes, in quanten, kon afgegeven en opgenomen worden; waardoor hij de opsteller werd van de theorie van het werkings-quantum, die op de gehele physica van de latere tijd haar stempel heeft gedrukt.

Ook de kennis van de regelmatigheden in de monochromatische stralingen der atomen, die wij als emissielijnen van de elementen waarnemen, was enorm vooruitgegaan. In 1885 publiceerde J. J. BALMER te Bazel zijn beroemd geworden eenvoudige algebraïsche formule voor de golflengten van de vier bekende waterstoflijnen; zij zijn precies gelijk aan  $\frac{9}{5}$ ,  $\frac{16}{12}$ ,  $\frac{25}{21}$  en  $\frac{36}{32}$  keer 3645,6, dus zijn weer te geven door dit getal  $\times n^2/(n^2-4)$ , als daarin voor de letter  $n$  achtereenvolgens 3, 4, 5, 6 wordt genomen. De door HUGGINS gefotografeerde regelmatige reeks van ultraviolette lijnen bij Wega en in het chromosfeerspectrum kwam in karakter en getallenwaarde geheel met deze formule (met  $n = 7, 8, 9$  enz.) overeen, waarbij het getal 3645,6 de grens-golflengte aangaf, waar de hogere leden zich steeds meer samendrongen. Daarna hebben eerst KAYSER en RUNGE, en vervolgens op nog gelukkiger wijze RYDBERG soortgelijke maar ietwat ingewikkelder formules, voor lijnreeksen bij andere elementen opgesteld. De spectra der elementen zaten vol regelmatigheden en getallenrelaties; de doubletten, tripletten, kwadrupletten en hogere multipletten, waarin de lijnen zich groepeerden, hingen weer samen met de plaats van de elementen in het periodiek systeem. Maar men wist niet genoeg van de bouw van de atomen, om die relaties tot eigenschappen der atomen te kunnen terugbrengen. De spectra waren, naar een bekend gezegde uit die tijd, antwoorden van de natuur, waar men de vraag niet op wist. In het licht, dat zij in onze instrumenten stralen, zenden de hemellichten ons uit de verte boodschappen toe over de toestand, waarin zich ginds de atomen bevinden; maar de boodschappen zijn in code, waarvan wij de sleutel nog niet bezaten, die wij dus niet konden ontcijferen.

Het door NIELS BOHR in 1913 opgestelde atoommodel — gegrond op RUTHERFORD's uit proeven in 1911 afgeleide atoomstructuur — was de sleutel, die de natuurkundigen in staat stelde de code te „breken” en de lichtboodschappen van de spectraallijnen te ontcijferen. Gedurende een tiental volgende jaren wordt in een voortstormende ontwikkeling van experiment en theorie het gehele gebied van de bouw der spectra en de daarmee corresponderende bouw van de atomen tot een verzekerd bezit van de wetenschap gemaakt. Wezenlijk was daarbij, dat elke lijnmissie of -absorptie uit een overgang tussen twee atoomtoestanden ontstaat, en aldus het trillingsgetal (het omgekeerde van de golflengte) als verschil van twee voor het atoom karakteristieke „termen” optreedt, elke term bij een andere atoomtoestand met een andere energie behorend. Honderden lijnen van een spectrum werden zo tot enkele tientallen van termen teruggebracht. Zo konden de Fraunhoferlijnen inlichtingen geven over de processen van energiewisseling der atomen, dus over de fysische toestanden in de steratmosferen.

De spectra, die wij bij de zon en de sterren waarnemen, kunnen ons natuurlijk nooit verder inlichten dan over de buitenlagen, die het licht uitzenden, de atmosferen. Maar hierover gaven ze nu algehele inlichting. In 1905 had KARL SCHWARZSCHILD (1873—1916), hier als op zovele gebieden

als pionier optredend, de bouw van de zonsatmosfeer uitgewerkt op grond van de leer van het stralingsevenwicht, de theorie, dat de temperatuur in elk punt bepaald wordt als evenwichtstoestand onder de felle stralingen, die bij deze hoge temperaturen de voornaamste mechanismen voor warmte-uitwisseling zijn. De wolkenetheorie van de fotosfeer was daarmee van de baan. Hierop voortbouwend hebben MILNE sinds 1921 en EDDINGTON in 1923 zorgvuldige theoretische behandelingen gegeven van zulk een atmosfeer als geleidelijk uitdunnende buitenlaag van het zonnelichaam — met name van het verloop van druk, temperatuur en ionisatie met de diepte — waarin aan de oude practische onderscheiding van het binnenste, de omkerende laag, en de fotosfeer geen kwalitatieve, doch enkel kwantitatieve dus geleidelijk verlopende verschillen beantwoorden.

Nu kon ook de structuur van de Fraunhoferlijnen nader in het oog gevat worden. Want wat vroeger een „lijn” van één enkele golflengte heette, had practisch nog breedte en structuur. De theorie had nu geleerd, dat de wisselingen in de atoomtoestanden niet enkel plaatsvinden door straling op te nemen en weer af te geven (in de zin van STOKES vroeger) maar ook door botsingen, die de energie van de warmtebeweging (als uitdrukking van KIRCHHOFF's stralingswet) op de atomen overbrengen. En alle naburige golflengten namen deel aan deze processen. Aansluitend aan een door UNSÖLD in 1927 gegeven fysische theorie kon nu gaandeweg, in de dertiger jaren, het intensiteitsverloop in een Fraunhoferlijn berekend en verklaard worden. Zo werd het mogelijk om uit de totale intensiteit, de sterkte van een lijn, het gehalte van de atmosfeer aan de verschillende elementen en atoomsoorten af te leiden. Verrassend was daarbij, dat het aantal waterstofatomen in de zonsatmosfeer het gezamenlijk aantal van alle metaalatomen vele duizenden malen bleek te overtreffen.

Waar komt nu het continue spectrum van de zon vandaan? Deze vraag leek omstreeks 1870 gemakkelijk beantwoord door de wolkenetheorie en omstreeks 1910 door gassen van hoge druk en dichtheid. Maar nu men de atoomstralingen had leren kennen als gevolg van bepaalde sprongsgewijze energie-wisselingen, die alleen bepaalde lijnen gaven, werd dit moeilijker. In 1939 maakte RUPERT WILDT erop opmerkzaam, dat gewone waterstofatomen in staat zijn om soms een extra electron aan zich te binden en weer los te laten, en dat aan het opnemen en afgeven van het daarbij benodigde beetje energie alle golflengten van het zichtbare zonnenspectrum deelnemen. Het zijn betrekkelijk zeldzame processen, maar doordat waterstofatomen duizenden malen talrijker zijn dan metaalatomen, blijken deze processen toch de belangrijkste rol te spelen. Het is wel merkwaardig, dat de gelijkmatige kleurenpracht van het zonnenspectrum, dat de bron is van alle licht en kleur op aarde, haar oorsprong vindt in een zo bijkomstig en eigenlijk abnormaal atoomproces.

Wij spraken er boven van, hoe de „spectroheliografische” opnamen van de zon in het enkelvoudige licht van de calciumlijn K of de waterstoflijn reeds tientallen van jaren tot een dagelijks bedrijf op Mount Wilson was geworden. Nu is fotografie, ondanks haar grote documentaire waarde, toch een mechanisch bedrijf van domweg registreren; bij visuele waarneming daarentegen ziet men direct wat er elk ogenblik gebeurt. Aan deze bekoring van het zelf zien en beleven kon HALE zich niet onttrekken; dus construeerde hij in 1926,

naar analogie en als wijziging van zijn spectroheliograaf een spectrohelioscoop. Deze nieuwe waarnemingsmethode leidde in de volgende jaren tot de ontdekking, dat nu en dan op de zon plotselinge uitbarstingen plaatsvonden, opvlammingen van waterstofstraling — meest in de onrustige buurt van zonnevlekken — die een minuut of tien aanhielden en dan na een half uur verdwenen waren. Zonder spectrocoop had CARRINGTON reeds in 1859 zoiets gezien, als een schitterende sterachtige uitbarsting, die slechts 5 minuten duurde. Nog meer verrassing gaf het toen in 1933 bleek, dat daarmee tegelijk een „fading”, een doving van de korte-golf radioseinen optrad. Dus ging er van deze waterstofvlammen op de zon een straling uit die de hogere luchtlagen sterk ioniseerde — een nieuwe inwerking van de zonnestoringen op de aarde naast de reeds bekende magnetische werking.

De vooruitgang van de zonnephysica in die belangrijke jaren om 1920 beperkte zich niet tot de zonsatmosfeer. De exacte kennis van de stralingswetten maakte nu ook mogelijk exacte uitkomsten over het binnenste van de zon en de sterren af te leiden. Reeds in de jaren 1878—83 had een Duits physicus A. RITTER geprobeerd het binnenste der sterren door theoretische berekening te leren kennen; maar zijn punt van uitgang was niet goed, daar de natuurkunde van de straling toen nog een onbekend hoofdstuk was. Later heeft R. EMDEN door uitvoerige berekeningen in 1907 over evenwicht van gasbollen in de wereldruimte een theorie van de zon en de sterren trachten op te stellen. Maar hij beschikte alweer over geen andere mechanismen voor warmte-overbrenging dan geleiding en convectie; hoewel hij als praktisch resultaat wel een verklaring kon geven van de korrels als wervelementen in stijgende en dalende stromingen, bleef het totaalbeeld onbevredigend. Waar RITTER en EMDEN moesten falen is, toen de tijd rijp was, EDDINGTON geslaagd. A. S. EDDINGTON (1882—1944) begon in 1916 zijn reeks van theoretische onderzoeken — ook aanknopenend aan SCHWARZSCHILD's werk over stralings-evenwicht en gebruik makend van EMDEN's berekeningen — waardoor voor het eerst de fysische toestand der materie in elk punt binnenin als functie van de afstand tot het middelpunt berekenbaar werd: de dichtheid, de druk, de temperatuur, de graad van ionisatie, de absorptiecoëfficiënt. Het leken fantastische waarden: in het middelpunt van de zon een temperatuur van 18 miljoen graden en een drukking van 9000 miljoen atmosferen; ze waren echter niet op fantasie maar op volkomen betrouwbare berekeningen gegrond. Natuurlijk niet definitief en absoluut; steeds is er een zekere willekeur van aanname en een onzekerheid in de gegevens van uitgang, die vaak vereenvoudigd ondersteld moesten worden, of ook anders gekozen konden worden. Maar ze zijn gegrond op vaststaande beginselen.

Zo kon men dan zeggen, dat de astrophysica in de jaren tussen 1910 en 1920 tot een wetenschap is geworden, en dat daardoor de kennis van de zon op een vast fundament was gesteld. De zonnetheorieën uit de 19de eeuw zijn daarmee alle vervallen, daar ze op te primitieve fysische beginselen berustten. Het beeld van de zon, dat zich nu uit al deze onderzoeken gevormd had, was dat van een wereldbol van gloeiend gas, waarin de temperatuur en de druk, in het centrum van miljoenen graden en atmosferen, geleidelijk naar buiten afnemen. Aan het oppervlak, dat alleen voor onze waarneming

toegankelijk is, loopt dit uit in een atmosfeer van gemiddeld omstreeks  $6000^{\circ}$ . Van de oppervlaktelagen straalt de energie in de omringende ruimte uit. Op deze regelmatige structuur als basis en gemiddelde speelt zich dan de onregelmatige woeligheid van alle detailverschijnselen af, vlekken, protuberansen, nog vol van onverklaarde problemen; maar het geheel stond toch vast.

Zo meende men. Maar sinds 1930 kwam ook hierin nog een verrassende wending. Gaandeweg waren een aantal nog onverklaarbare punten opgemerkt. Een lijn van geïoniseerd helium in het chromosfeerspectrum wees er op, dat hier stralingen van veel grotere ioniserende kracht optreden dan in de normale straling van een zonsoppervlak van  $6000^{\circ}$  konden voorkomen. De gasen in de chromosfeer moesten, blijkens de verbreding van hun emissielijnen, een veel grotere snelheid, of anders gezegd hogere temperatuur hebben dan voor de zonsatmosfeer werd aangenomen, wel zoiets als  $30.000^{\circ}$ . In het verder naar buiten gelegen coronaspectrum waren in het door de deeltjes teruggekaatst zonnespectrum de Fraunhoferlijnen onzichtbaar; waren ze wellicht ook uitgewist door een uiterst snelle beweging? Nadat LYOT er in 1930 in geslaagd was, door zorgvuldige uitsluiting van alle storende lichtverstrooiing, de heldere coronalijnen ook buiten eclipsen zichtbaar te maken, en ze dus nu rustig konden worden onderzocht, bleken ze zo breed te zijn, dat de daaraan beantwoordende snelheden een temperatuur van miljoenen graden eisten. Dat leek ongelooflijk. Maar toen kwam in 1940 de ontraadseiling van deze geheimzinnige coronalijnen. Een aanwijzing van GROTRIAN volgens vond de Zweedse physicus BENGT EDLEN, dat de sterkste coronalijnen door 9, 10 en 13 maal geïoniseerde ijzeratomen, door 11 en 12 maal geïoniseerde calciumatomen en door 11 tot 15 maal geïoniseerde nikkelatomen werden uitgezonden. Voor het afstropen van zoveel steeds vaster zittende electronen waren temperaturen van vele honderdduizenden of miljoenen graden nodig. Het blijkt dus, dat wijd om de zon heen een zeer ijle uitgestrekte atmosfeer ligt van veel hoger temperatuur dan de buitenkant van de zon zelf. Tot de totale straling van de zon draagt dit ijle gas zo goed als niets bij, maar het voegt er een aanhangsel aan toe van uiterst-actieve sterk ioniserende stralen van zeer korte golflengte. Hoe zulk een verhitte van boven zich doet gelden in de stormachtige processen, die wij als protuberansen kennen, is nog niet te overzien. Het blijkt in elk geval, dat tegenover de vele problemen van de zon onze wetenschap nog slechts in een beginstadium verkeert.

### 38. VOORBIJGAANDE HEMELLICHTEN

Toen ARISTOTELES boven de sfeer van de lucht de sfeer van het vuur plaatste, nog behorend bij het onbestendige aardse, en dáár alle lichtverschijnselen plaatste, die door hun vergankelijkheid niet in het hemelse gebied van de eeuwige aether mochten huizen, was zijn intuïtie niet zo heel ver in tegenspraak met de latere wetenschap. „Meteoren” heette bij hem alles wat



hoog boven ons plaats vond — „luchtverhevelingen” werd dat in oude populaire Nederlandse boekjes vertaald, die ons met vele zulke typische termen begiftigd hebben — maar deze naam is later beperkt tot een enkele groep van deze verschijnselen, speciaal die, welke van ouds als vallende of ook wel verschietende sterren betiteld worden.

Het heeft lang geduurd vóór zij de aandacht der natuuronderzoekers trokken. Een soort van weerlicht, dacht men in vorige eeuwen. Om iets omtrent hun wezen te weten te komen, was de eerste vraag die beantwoord moest worden: waar bevinden ze zich, waar vindt het opvlammen en uitdoven van die verschietende lichtjes plaats? Dus, op welke hoogte liggen hun banen? Pas in de laatste jaren vóór het begin van de 19de eeuw, in 1798 was het, dat twee jonge Duitse onderzoekers, Göttinger studenten nog, BENZENBERG en BRANDES, zich deze vraag voorlegden, en haar door gelijktijdige waarneming op twee een eind van elkaar verwijderde plaatsen trachten op te lossen. De gelijktijdigheid, volgens zorgvuldige vergelijking van horloges, moest de identiteit waarborgen; en dan kon uit de banen, zoals ze zich op de twee plaatsen verschillend tussen de sterren projecteerden, de weg in de ruimte berekend worden. Het bleek hun al spoedig, dat deze wegen veel hoger lagen dan zij eerst vermoed hadden, toen zij begonnen waren met hun waarnemingsposten dan ook veel te dicht bij elkaar in te nemen. Niet enige honderden of duizenden meters vonden ze, maar vele tientallen van kilometers, meer dan 50, zelfs boven de 100 km, hoger dan men toen dacht dat de dampkring zich uitstreckte. Dus ver boven het wolkengebied dat men tegenwoordig troposfeer noemt, ver in wat nu de stratosfeer, of zelfs de ionosfeer heet, waar ook het noorderlicht optreedt. En daarbij bleek dan meteen, dat hun snelheden — hoezeer die ook wat onzeker bleven, doordat de duur van het lichten moeilijk te schatten was — vele tientallen van kilometers bedroegen, dus planetarische snelheden waren, van dezelfde orde van grootte als bij de lichamen van het zonnestelsel.

Deze meteoren moesten dus lichaampjes zijn die van buitenaf in de atmosfeer indringen en daar door de weerstand van de lucht hun snelheid verliezen en verbranden. BENZENBERG dacht toen een tijdlang, dat het wel steentjes konden zijn die in oeroude tijden door de toen nog werkzame maanvulkanen uitgespuwd en na lange omzwervingen in de ruimte tegen de aarde opgebotst waren. Dat ze echter van veel verder, uit de ruimte van het zonnestelsel kwamen, werd ten volle duidelijk in 1833, toen in de nacht van 12 op 13 November een prachtige sterrenregen losbarstte, die vooral in Noord-Amerika een overweldigend schouwspel bood, als een vurige hagelbui van ontelbare grote en kleine sterren. Zij schenen alle uit een bepaald punt van de hemel afkomstig te zijn, in de kop van de Leeuw; en dit „radiatiepunt” liep de gehele nacht met de sterrenhemel mee, dus was niet met de aarde verbonden. OLMSTED te Newhaven verklaarde het dadelijk als een perspectivisch effect van een stroom van evenwijdig zich voortbewegende kosmische deeltjes, die tegen de aarde botsten en verbrandden. Daar op dezelfde datum in het vorige jaar 1832 ook een groot aantal vallende sterren was opgemerkt, nam OLMSTED aan, dat deze wolk van kleine lichaampjes in een half jaar een baan om de zon beschreef en dus telkens na een jaar de aarde op dezelfde plaats ontmoette, maar overigens ver binnen de aardbaan bleef. Men herinnerde zich toen, dat ALEXANDER VON HUMBOLT, in het begin

van zijn reis in Zuid-Amerika, in de nacht van 11 op 12 November 1799 te Cumana ook zulk een sterrenregen had gezien en beschreven. Daar in de jaren na 1833 deze November-meteorsten steeds minder opvallend werden, sprak OLBERS in 1837 het vermoeden uit, dat na nog eens 34 jaar, dus in 1867, de mooie sterrenregen van „Leoniden” zich zou herhalen. ERMAN te Berlijn stelde de theorie op, dat deze meteorsten in ruim een jaar een baan om de zon beschreven, die de aardbaan daar snijdt, waar de aarde op 13 November is, en dat zij wel over de hele baan verspreid zijn maar toch op één plaats als een dichte zwerm het meest opgehoopt zijn. De omlooptijd kon natuurlijk evengoed 33 jaar,  $1 + \frac{1}{33}$  of  $1 - \frac{1}{33}$  jaar zijn; in elk van deze gevallen zijn dan ieder jaar, als de aarde op hetzelfde punt terugkomt, Leoniden te zien, en om de 33 jaar in een dichte zwerm. Ook voor de vallende sterren, die elk jaar omstreeks 10 Augustus zeer talrijk zijn, werd een gemeenschappelijk uitstralingspunt of „radiant” gevonden in het Noordelijk deel van Perseus — vandaar de naam Perseïden — maar hier is de verdeling over de gehele loopbaan-ring veel gelijkmatiger.

Dat de Novembermeteorsten ook in vroegere eeuwen als sterrenregens waren opgetreden, bleek uit vele door H. A. NEWTON in Amerika in 1864 verzamelde historische berichten; maar het merkwaardige was, dat ze op des te vroeger datum optraden, naarmate men verder in het verleden terugging; tot op 31 October in het jaar 902. Dit toonde aan, dat het snijpunt met de aardbaan, dus de knoop van de baan van de meteorsten om de zon per 70 jaar  $1^\circ$  in lengte vooruitschoof. Toen nu J. C. ADAMS de formules van de hemelmechanica hierop ging toepassen, bleek dat de aantrekking van de planeten deze verplaatsing van de baan inderdaad geheel kon verklaren bij een omlooptijd van 33 jaar, maar niet bij een kleine loopbaan van omstreeks een jaar omlooptijd. Dus stond nu, in 1867, wel vast, dat de Leonidenzwerm een baan om de zon in de 33 à 34 jaar doorloopt; daar de richting van waaruit ze de aarde treft, bekend is, kon de gehele baan in grootte en ligging berekend worden.

Nog vóórdat dit bekend was geworden, had SCHIAPARELLI in 1866 de baan van de Augustus-meteorsten, de Perseïden, op andere wijze berekend. Er was al geregeld opgemerkt, dat vallende sterren in de nanacht veel talrijker zijn dan in de avonduren; natuurlijk, want bij het voortsnellen van de aarde in haar baan hebben de delen aan de achterzijde avond, aan de voorzijde ochtend, en deze laatste vangen de meeste in de wereldruimte zwerfende deeltjes op. Uit de verhouding van de talrijkheid van de ontmoetingen vóór en achter, dus 's ochtends en 's avonds, kon worden afgeleid, dat de meteorsten met een 1,4 maal grotere snelheid bewegen dan de aarde, wat overeenkomt met een beweging in een parabool. SCHIAPARELLI nam dus aan, dat de Perseïdenstroom in een parabool loopt, en kon nu uit het radiatiepunt grootte en stand van deze baan afleiden. Het bleek hem dat de baan geheel overeenstemde met de baan van een heldere komeet, die in 1862 was verschenen (z.g. 1862 III), die toen op 23 Aug. door het perihelium was gegaan en waarvoor een omlooptijd van 119 jaar was berekend. Dat gaf in eens een wonderbaarlijk nieuw inzicht; het betekende dat kometen en meteorstroom eigenlijk hetzelfde zijn; dat een meteorstroom zich van verre als komeet voordoet, en dat een komeet bij ontmoeting met de aarde een zwerm meteorsten blijkt te zijn. Men had zich vroeger wel benauwd gemaakt over een cata-

strophe van de aarde, als ze eens met een komeet in botsing kwam; nu was de geruststellende oplossing, dat deze losse steentjes niet veel kwaad konden aanrichten en zich, in de ons beschermende luchtmantel, enkel als een vuurwerk, een sterrenregen zouden vertonen.

Intussen had zich nu, in 1866, volgens de voorspelling van **OLBERS** en **H. A. NEWTON**, de sterrenregen van de Leoniden herhaald, bijna even groots als in 1833; en in 1867 en 1868 traden ook weer op 13—14 November dichte zwermen van vallende sterren op. **SCHIAPARELLI** en **LEVERRIER** berekenden de baan, en deze bleek practisch identiek te zijn met die van de door **TEMPEL** ontdekte komeet 1866 I, die op 11 Januari door het perihelium was gegaan en waarvoor **OPPOLZER** een omloopstijd van 33 jaren had gevonden. De meteoren die de aarde troffen liepen 10 maanden achter de komeet aan. En weldra kwamen nu nog meer baan-identiteiten van kometen en meteorstromen voor den dag. De omstreeks 20 April vrij regelmatig optredende vallende sterren met radiatiepunt in de Lier (Lyriden) hebben dezelfde baan als de komeet 1861 I. Merkwaardiger nog zijn de meteoren, die omstreeks 6 December (in 1798 door **BRANDES**, en in 1838 door **HEIS** gezien) in groot aantal uit een radiant dicht bij de ster  $\gamma$  Andromedae kwamen; ze hangen samen met de komeet van **BIELA**, die in 1826 was ontdekt en een omloopstijd van 6,8 jaar bleek te hebben. Deze komeet had zich bij de terugkeer in 1845 in twee kernen gesplitst en was na 1852 niet meer gezien; men nam toen aan, dat die splitsing het begin van een algehele oplossing in fragmenten was geweest. Maar in meerdere jaren werden einde November vele vallende sterren uit Andromeda gezien; en door berekening van de storingen was bekend, dat de knoop van de kometenbaan, dus de datum van ontmoeting, snel achteruit loopt. Daar nu de komeet in 1872 weer dicht bij de zon en de aarde zou komen, voorspelde **GALLE** voor 28 November 1872 een talrijke verschijning van Andromeda-meteoren, die dan inderdaad op 27 November als een ware vuurregen over Europa loskwam. In 1885, na twee omlopen, herhaalde zich dit verschijnsel in dezelfde pracht — de komeet, zelf nog steeds onzichtbaar, maar berekenbaar, kwam 60 dagen achter de met de aarde botsende zwerm aan —; maar 23—26 November 1892 was er enkel nog maar een matig aantal meteoren van deze stroom te zien.

Daarmee waren die paar dozijn jaren van opwindend hemels vuurwerk ten einde. In 1899 wachtten tal van waarnemers op 14 November opnieuw op de Leoniden; maar er kwam geen sterrenregen, al werden er toen, en in 1898 en 1901 op 14—15 November wel een groot aantal vallende sterren uit de Leeuw gezien. Berekeningen van **BERBERICH** en van **DOWNING** wezen uit, dat de loopbaan door de storingen van de grote planeten wat verlegd was en nu de aarde op dubbel zo grote afstand als vroeger passeerde. Dus is op sterrenregens uit de Leeuw niet meer te rekenen. Dit maakt er ons opmerkzaam op, dat een meteorstroom slechts onder zeer bijzondere nauw begrensde omstandigheden zich aan ons als sterrenregen vertoont. En dat er dus heel veel meer meteorzwermen hun banen door het zonnestelsel kunnen beschrijven zonder door ons opgemerkt te worden. Het is natuurlijk mogelijk dat, door baanverleggingen van voorheen onzichtbare stromen, tengevolge van storingen, onverwacht nieuwe sterrenregens optreden.

Het waarnemen van vallende sterren is in de gehele 19de eeuw een regelmatig dankbaar arbeidsveld van tal van amateurs gebleven, zowel correspon-

derende waarnemingen voor het meten van de hoogte van verschijnen en verdwijnen, als de persoonlijke waarnemingen voor het vinden van radianten en stromen. **DENNING** te Bristol heeft uit alle over vele tientallen van jaren uitgestrekte waarnemingen in 1899 een catalogus van 3000 radianten afgeleid, die zeker niet alle aan werkelijke zwermen beantwoorden, en voor een deel enkel oorsprongspunten van afzonderlijke opvallende vuurbollen waren. Zijn landgenoot **OLIVIER** somde er in 1920 1200 op, en hield de helft er van voor reële stromen. Elke nacht komen er dus onder de vallende sterren een aantal in bijeenbehorende groepjes; maar de meeste schijnen alleenlopende zwervelingen te zijn. Als men bedenkt, dat alle zwermen en hopen vanouds gaandeweg verstrooid werden, langs de baan, en ook daarbuiten, dan is het geen wonder dat naast vele verarmde ijle stromen nog veel meer ongeordende meteoren tegen de aarde oplopen. Dat de ruimte van het zonnestelsel, vooral naar de zon toe, vol van kleine lichaampjes zit, blijkt ook uit het zodiacaallicht, dat voor het eerst door **CASSINI** in 1683 als afzonderlijk verschijnsel vermeld werd. In 1854 maakte **BRORSEN** er op opmerkzaam, dat als deel hiervan precies tegenover de zon een „tegenschijnsel” te zien was, een flauwe langs de ecliptica voortwandelede nevelvlek; haar verklaring vond ze in **ZÖLLNER**'s reeds vermelde uitkomst, dat alle planeten precies in oppositie een scherp maximum van helderheid vertonen; op analoge wijze zou dit dan ook voor de kleine meteoren gelden.

Daar de gewone visuele waarnemingen van vallende sterren steeds met grote fouten behebt zijn, is ook hier de fotografie te hulp geroepen; op sterfoto's of opnamen van kleine planeten staan dikwijls meteorstrepes; maar dan is doorgaans het preciese tijdstip onzeker. Om het moeilijkste gegeven, de duur en de snelheid, nauwkeurig te vinden, werden op de Harvard sterrewacht proeven genoemd met snel draaiende sectoren vóór de camera's, waardoor de meteorbanen regelmatig onderbroken worden. Maar daarbij zijn deze meteoren zelf geen doel, maar een middel om de aardse dampkring boven 50 km te leren kennen.

Wat al dit negentiende-eeuwse werk over de samenhang van vallende sterren en kometen had geleerd, had betekenis voor beide. Het wierp nieuw licht op de oorsprong der meteoren; men wist dat ze kosmisch waren, dus zich in het zonnestelsel ophielden; maar de kometen komen uit de wereldruimte, de grote ledige ruimte tussen ons en de naaste sterren, en enige onder hen zijn dan door de aantrekkende planeten gevangen en in ons zonnestelsel in periodieke banen geïnterneerd. Dus ook de meteoren komen oorspronkelijk uit de verre wereldruimte. En voor de kometen leerde het, dat ze uit zeer ijle wolken van meteoren, van kleine, en wellicht ook grotere, vaste lichaampjes bestaan, of ten minste daardoor omgeven en begeleid worden. Maar is dat nu alles?

De kometen hebben we reeds enige malen ontmoet, als indrukwekkende hemellichten, die er uitzagen als grote sterren met een lang lichtend ahangsel, dat wij nu staart noemen, maar dat vroeger veelal met haren (de naam kometès betekende haardragend) of een baard werd vergeleken.<sup>1)</sup> Dit

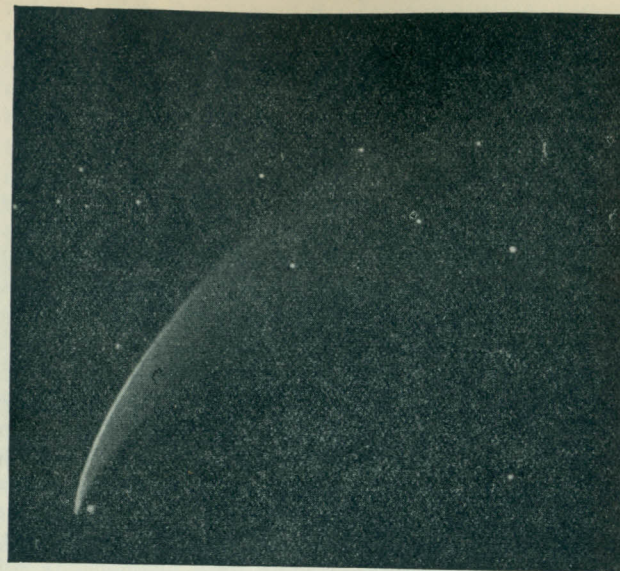
<sup>1)</sup> „Hemelse trompet, morgenwecker, ofte Comeet met een lange baert,” luidde de titel van een geschrift van **NIC. MULERUS** te Franeker aan de komeet van 1618 gewijd.

merkwaardig uiterlijk, soms als een schitterende, de hemel overspannende lichtband, soms als een spookachtige fakkel, samen met het plotseling onverwacht verschijnen en, na een grillige loop tussen de sterren, weer verdwijnen, maakte ze in bewogen tijden tot schrikaanjagende verschijnselen. Vooral tegen het eind van de middeleeuwen en het begin van de nieuwe tijd. De verschijning van de komeet van Halley in 1456, kort na de verovering van Konstantinopel, werd door haar gedaante van een kromme sabel als een bedreiging van Europa door het Turkengevaar aangezien. Ook nadat TYCHO had aange-toond, dat de kometen hemellichamen in de wereldruimte waren, bleef de kometenvrees bestaan; en ze nam eerst af toen NEWTON en HALLEY hun banen wisten te berekenen en hun loop te voorspellen. Maar het instinctieve onbe-hagen, dat hun gehele wezen opwekte, bleef tot in de 19de eeuw en vond toen een nieuwe vorm in de vrees voor een botsing van de aarde met een van de nu zo talrijk gebleken kometen. Deze talrijke schare waren en bleven kleine nevelvlekjes; slechts de grotere heldere kometen werden, als ze de zon naderden, tot z.g. „staartkometen”.

Wat waren die lange lichtstaarten, en waar kwamen ze vandaan? Reeds in 1531 had de „keizerlijke mathematicus” APIANUS (BIENEWITZ) opgemerkt, dat de kometenstaarten steeds van de zon afgekeerd zijn. En KEPLER sprak er in 1618 van, dat een afstotende kracht van de zon de lichtgevende materie van de kometenkop wegstuwde. Bij de grote komeet van 1811 zag OLBERS door zijn kijker een sterachtige kern, op een afstand omgeven door een paraboolvormig lichthulsel, dat in de staart overging. Bij een sproeifontein tonen ook de ombuigende en neervallende waterstralen zulk een omgrenzing; zo zag hij in de lichtmantel het totaalbeeld van de banen van de lichtende deeltjes, die door de kern uitgeworpen en door een afstotende kracht van de zon omgebogen naar de staart afstromen. Hij wees er daarbij reeds op, dat door verschillende afstotende krachten verschillende staartvormen kun-nen ontstaan. „De langere rechte staart moet noodzakelijk uit deeltjes be-„staan, die veel sterker door de zon worden afgestoten dan de stoffen, die een „gekromde staart vormen.” En over het wezen van de afstotende kracht zei hij: „men kan er zich moeilijk van onthouden, daarbij aan iets analoogs met „onze electriche aantrekkingen en afstotingen te denken”.

Dat was al een goed begin voor de 19de eeuw; en bij elke volgende grote komeet werd de studie van de lichtverschijnselen voortgezet. Toen in 1835 de komeet van Halley terugkwam, zag BESSEL zulke uitstromingen uit de kern naar de zon toe in de vorm van een lichtwaaier, die in een periode van  $4\frac{1}{2}$  dag heen en weer slingerde, blijkbaar ook door een afstotende zonnekracht telkens opzij geduwd. BESSEL gaf ook een berekening van deze afstotende kracht en leidde er de gekromde vorm van de staart uit af. Dat de staart voortdurend vernieuwd wordt door uit de kern gedreven en dan door de zon afgestoten materie, bleek ook uit de schitterende heldere komeet van 1843, die vlak naast de zon zichtbaar was; en die in twee uren een omme-zwaai vlak langs het zonsoppervlak maakte, terwijl toch de staart daarbij van de zon afgekeerd bleef. Bij de prachtige komeet van DONATI, in de herfst van 1858, waren meerdere lichthulsels zichtbaar, die zich achtereenvolgens als uitstromingen van de kern losmaakten, naar buiten bewogen om zich dan al groter wordende op te lossen; soms waren ze door een lichtwaaier met de kern verbonden. Duidelijk kwamen dus in dit alles als wezenlijkste

1



4



2



3



1. Komeet van DONATI (1858). (BOND). 2. Kop van de komeet van DONATI. 3 en 4. Komeet MOREHOUSE (1908), op 23 en 25 Febr. (photo Lick-sterrewacht.)

verschijnselen voor den dag: de uitstroming van lichtende stof uit de kern aan de zonskant, en de afstotende kracht van de zon. De Moskouse astronoom TH. BREDICHIN heeft van af 1860, in steeds voortgezet onderzoek, als voortzetting van BESSEL's werk, de grootte van deze afstotende kracht nader berekend. Hij leidde de samenhang van deze afstoting met de vorm, de kromming van de staart af en vergeleek deze met de waargenomen vormen; zo vond hij dat bij een afstoting 15—20 maal groter dan de aantrekking een lange smalle rechte staart moet ontstaan, bij 1—2 maal groter treedt de meest bekende vorm op van een kromme Turkse sabel, en bij een overwegende aantrekking, dus bij zware deeltjes, ontstaan korte zeer kromme staarten. Hij liet daarbij de aard van de kracht in het midden. Meestal was, door de verschillende onderzoekers, over elektrische afstoting gesproken; een andere oppervlaktewerking kende men niet. In 1900 maakte echter de bekende chemicus SVANTE ARRHENIUS er op opmerkzaam, dat hier de door MAXWELL theoretisch afgeleide, en later ook experimenteel bevestigde lichtdrukking een rol kan spelen. Deze kan, volgens een berekening van SCHWARZSCHILD in 1901, in het gunstigste geval van kleine deeltjes beneden één micron in afmeting tot 18 maal de gravitatie oplopen. Toen het bleek dat bij sommige kometenstaarten de afstoting toch nog veel sterker is, verklaarde ARRHENIUS dit zo, dat zulke deeltjes, poreus als roetpluisjes, een heel groot oppervlak met klein gewicht kunnen hebben.

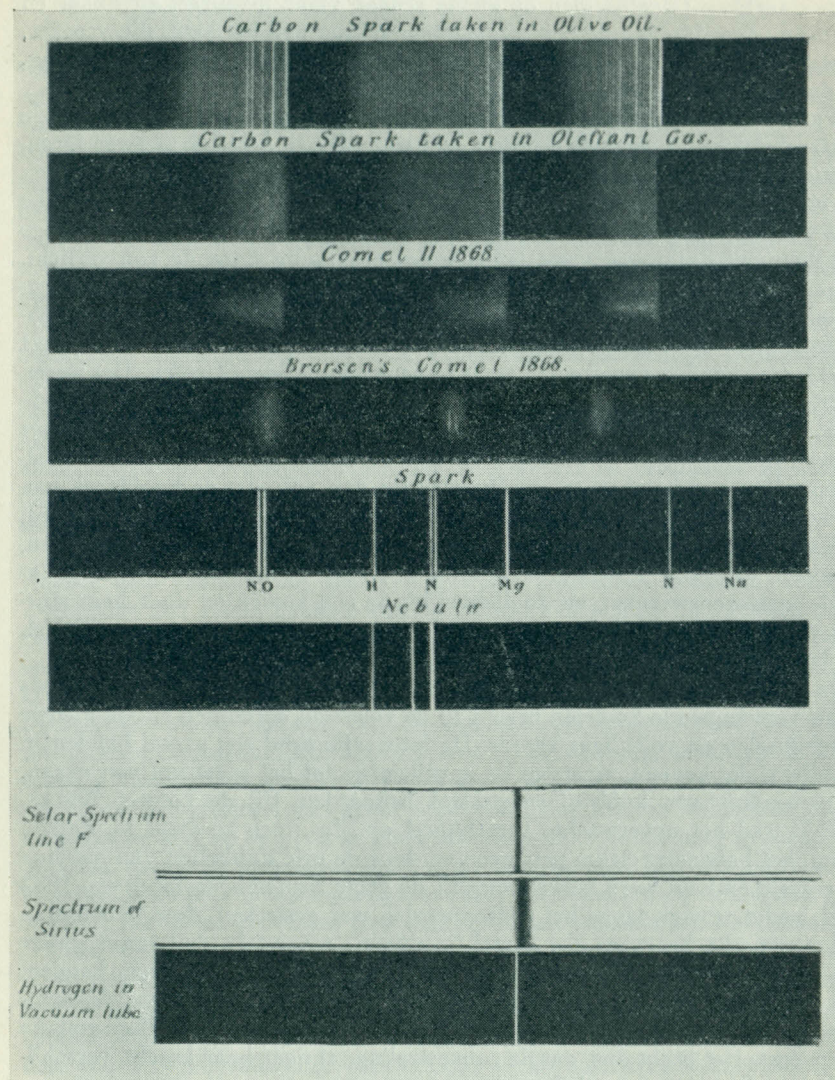
Hierbij was nu de fotografie op een onverwachte wijze te hulp gekomen. Hoewel een vakfotograaf met een gewone portretlens reeds in 1858 in 7 seconden een goede opname van de komeet van Donati had gemaakt, had DRAPER met een goede telescoop toch een expositietijd van  $2\frac{1}{2}$  uur nodig om een behoorlijk beeld van de grote komeet van Tebbutt, 1881 III, te krijgen. En weer moest in 1882 een vakfotograaf in Kaapstad met een portretlens een mooie opname van de komeet-Cruls maken, vóór het tot de astronomen doordrong, dat het hier niet op de opening, maar op de hoekopening van de lens aankwam. Een komeet is geen puntvormige ster, maar een flauw lichtschijnsel van groot oppervlak; dus om een voldoende oppervlaktehelderheid op de plaat te laten inwerken moet de opening groot in verhouding tot de brandpuntsafstand zijn. Men is toen bij alle soorten van uitgebreide zwakke lichtschijnsels met zulke portretlensen en doubletten gaan werken; het meest gebruikte type had een brandpuntsafstand van omstreeks 5 maal de opening. Op de Lick-sterrewacht werden op die wijze door E. E. BARNARD foto's gemaakt van de komeet Swift 1892, en door HUSSEY van de komeet Rordame 1893. De kometenstaarten, die zich aan het oog als spookachtige flauwe schijnsels vertonen, vlak en amper zichtbaar, treden op deze foto's — bij voldoende expositietijd — als schitterende lichtfakkels op, vol details van structuur, met heldere en zwakkere plekken, waarvan men vroeger nooit iets bemerkte of vermoed had. Deze opnamen, of soortgelijke latere, b.v. van de komeet van Morehouse in 1908 of de komeet van Halley in 1910, zijn sindsdien in tal van wetenschappelijke en populaire werken gereproduceerd. (Blz. 355.) En wat hierbij het belangrijkste was: uit vergelijking van opnamen op opeenvolgende dagen bleek, dat de heldere verdichtingen in de staart zich verplaatsten, van de kern af; en hun snelheid was daaruit te vinden. Bij de komeet van Halley in 1910 vond HEBER D. CURTIS op de Lick-sterrewacht, dat die snelheid des te groter was naarmate de verdichting

verder van de kern kwam, dus dat zij met steeds toenemende snelheid, van 5 of 10 km tot 90 km per seconde wegliep. Hier trad dus uit plaatsmetingen ver in de staart, op totaalbeelden op kleine schaal, maar nu direct zichtbaar en meetbaar, dezelfde van de zon uitgaande afstoting aan het licht, die vroeger, in sterk vergrotende kijkers, door middel van theoretische gevolgtrekking, uit de fijne detailstructuur van kop en kern was afgeleid.

Wat in al deze lichtverschijnselen het licht uitstraalde kon alleen door de spectraalanalyse uitgemaakt worden. Het was juist in dezelfde zestiger jaren, waarin de kometen als zwermen meteorstenen onderkend werden, dat ook het onderzoek van de spectra opkwam. Dat ver van de zon en bij zwakke komeetjes zich alleen maar een zwak zonnenspectrum vertoont, komt daarmee uit; men ziet de zwerm vaste lichaampjes eenvoudig door de zon verlicht. Maar bij de grote kometen, vooral als er een staart ontstaat, treedt daarenboven, zoals DONATI reeds in 1864 opmerkte, een spectrum van enige lichtende banden op. Aan HUGGINS gelukte het bij de niet zeer heldere komeet 1868 I deze banden nauwkeurig waar te nemen en te identificeren. Het waren er drie, in het geel, het groen en het blauw, alle scherp begrensd aan de rode zijde, zwak uitvloeiend aan de violette zijde. Ze kwamen in ligging precies overeen met die welke SWAN reeds vroeger als spectrum van brandende koolwaterstoffen had beschreven, en HUGGINS zei dan ook, dat de hoofdzaak van het kometenlicht werd uitgestraald door „lichtende damp van koolstof”. Bij verhitting van meteorstenen was reeds gebleken, dat zij gassen afscheiden, kooloxyd, waterstof, koolzuur en koolwaterstoffen; zo was het begrijpelijk dat uit de meteorenzwermen, als ze dicht bij de zon komen en door haar straling verhit worden, zulke gassen uitgedestilleerd worden en een nevelhulsel, een kop, rondom de kern vormen.

De voortgaande verbetering der instrumenten en hun toepassing op steeds nieuw verschijnende kometen bracht in de volgende decennien steeds nieuwe verschijnselen en vollediger kennis. De fotografie deed een aantal banden in het ultraviolet kennen, waarvan de opvallendste tot het spectrum van cyaan, de verbinding van koolstof en stikstof behoorden. Bij de komeet WELLS, 1882 I, trad het onverwachte verschijnsel op, dat, toen ze dicht bij de zon kwam, het bandspectrum verdween en door de gele dubbellijn van natrium als enigste emissie werd vervangen. Bij de grote Septemberkomeet van 1882 werd, nadat ze vlak langs het zonsoppervlak was gestreken, deze natriumlijn ook opgemerkt, benevens een aantal ijzerlijnen; maar toen de komeet verder van de zon wegliep, maakte dit alles weer plaats voor de bekende banden. Ook bij latere kometen, zoals bij de komeet 1910a en de grote daglichtkomeet 1927 IX, werd als ze dicht bij de zon kwamen de natrium-emissie opgemerkt. Het blijkt dus, dat de zonnestraling, al naar haar kracht, verschillende van deze gassen tot lichten brengt.

Hoeveel materie daarin betrokken is werd door SCHWARZSCHILD en KRON in 1911 uit een paar bijkomstig opgenomen foto's van de komeet van Halley afgeleid. Uit de oppervlaktehelderheid van de staart, op een halve graad achter de kop gemeten, kon het aantal lichtende deeltjes in een dwarsdoorsnede, en met behulp van de bekende snelheid waarmee ze afstroonden, hun totale massa afgeleid worden. Nam men aan, dat ze door fluorescentie licht gaven (d.w.z. dat ze niet het zonlicht terugkaatsten maar door instraling van zonlicht tot eigen uitstraling werden gebracht) dan stroomde er slechts



Spectra van W. HUGGINS.

1 en 2 koolstofbanden, 3 en 4 kometen, 6 gasnevels,  
7 en 9 waterstoflijn, 8 dezelfde verschoven.

150 gram per seconde van de kop naar de staart; en de dichtheid van deze materie was omstreeks  $10^{20}$  maal kleiner dan onze dampkringslucht, d.w.z. één molecuul per kubieke centimeter, nauwelijks hoger dan men voor de ledige wereldruimte aanneemt. Dat betekent, dat men hier eigenlijk niet van een gas kan spreken, waarin biljoenen moleculen met elkaar botsen en hun energie uitwisselen, maar dat de moleculen, eenmaal uitgeworpen en door de straling voortgestuwd, hun eigen weg gaan zonder door andere gestoord te worden.

Wat hier nog met de vage termen van fluorescentie en luminescentie werd aangeduid, kreeg preciese bepaaldheid toen kort daarna de atoomtheorie van BOHR een verklaring van de spectraallijnen gaf: elk atoom kan door innerlijke verspringingen straling van bepaalde golflengten opnemen en afgeven. De snelle opbloei van de kennis van de lijnspectra der atomen breidde zich weldra uit over de bandenspectra, die door moleculen opgeslorpt en uitgezonden worden. Moleculen, bouwsels van twee of meer gelijke of ongelijke atomen, hebben veel meer mogelijkheden van inwendige beweging, dus van opname van energie in kleine afgepaste beetjes; daardoor ontstaan dicht opeengedrongen, aan de ene zijde samenvloeiende reeksen van lijnen, die zich in kleine instrumenten als vloeiende banden voordoen. Door de ontraadseling, in de twintiger jaren, van de structuur der moleculspectra kon nu van de vele sterke en zwakke banden en bandengroepen, die een steeds meer verfijnde spectrografische studie der kometen had doen kennen, de oorsprong worden vastgesteld. Het bleek nu, dat het Swan-spectrum niets met koolwaterstoffen te maken had — daarmee verdween de nieuwste „kometenvrees”: dat de aarde bij botsing met een komeet door brandende petroleum overstroomd zou worden — het werd uitgestraald door het uit 2 atomen bestaande koolstofmolecuul  $C_2$ . Daarnaast droeg cyaan, het molecuul  $CN$  het meest bij tot het licht van de kop. Voor het flauwe licht van de staart was geïoniseerd kooloxyd,  $CO^+$  aansprakelijk. Zwakkere banden van de moleculen  $CH$ ,  $CH_2$ ,  $OH$ ,  $NH$  en  $N_2^+$  (in de staart) werden nog opgemerkt. Chemisch zouden deze alle onverzadigde verbindingen of radicalen heten. Dit is begrijpelijk, doordat het hier niet een gasmengsel in evenwicht is, waar weerverenigingen evenzeer optreden als splitsingen; door de ijzheid blijft wat door de zonnestraling gedissocieerd of geïoniseerd is, in deze toestand zonder kans op herstel. Zo is de moderne voorstelling ontstaan, dat de ijle meteorzwerm, als ze dicht bij de zon komt, gassen begint af te geven, zoals koolzuur, waterstof, stikstof, koolwaterstof, waarvan de moleculen door de zonnestraling van juist geschikte golflengte gesplitst en zelfs geïoniseerd worden; daarbij bepaalt de meerdere gemakkelijheid van aanslag en terugvallen de sterkte van de lichtuitstraling. Uit  $CO_2$  wordt zo  $CO$  en  $CO^+$ , uit  $C_2N_2$  wordt  $CN$ , uit koolwaterstoffen kunnen  $C_2$  en  $CH$  ontstaan; deze eerste producten vormen het nevelhulsel van omstreeks 100.000 kilometer dat wij de kop van de komeet noemen. En dan treedt de stralingsdruk van de zon op om de staart te vormen.

Maar deze stralingsdruk is nu, ook door de nieuwe atoomtheorie, geheel van karakter veranderd. In plaats van de abstracte „kleine deeltjes” waren de werkelijke atomen en moleculen gekomen. Wat SCHWARZSCHILD vroeger had berekend was de druk van de gehele zonnestraling tegen kleine, vaste bolletjes. Nu is het de opname geworden van enkele stralingen van bepaalde golf-

lengte door atomen en moleculen, die daarbij een van de zon af gerichte stoot krijgen; de weeromstuit naderhand bij de emissie vindt gelijkelijk naar alle kanten plaats, dus blijft zonder mechanische uitwerking. KARL WURM berekende in 1935, dat deze stoten juist bij het CO<sup>+</sup>-molecuul zeer sterk en talrijk zijn, dus het sterke licht van dit gas in de staart kunnen verklaren; de berekende afstoting, 80 maal groter dan de gravitatie, paste geheel bij de waargenomen snelheden in de kometenstaarten. Bij deze verklaringwijze blijft er plaats voor grote individuele verscheidenheid.

Het is wel merkwaardig dat uit een zo eenvoudig mechanisme, stenen en blokken van grotendeels dezelfde materie als onze aarde, wanneer ze in zwermen samengevoegd uit de wereldruimte komen aanvliegen en om de zon zwaaien, enkel door de gewone — maar eerst sinds kort onthulde — fysieke eigenschappen van gassen en dampen, die wonderlijke lichtverschijnselen ontstaan, die de mensen eertijds met schrik en angst, en nu nog steeds met verbazing en bewondering vervullen.

### 39. BIJZONDERE STERREN

Met de negentiende eeuw gaat in de sterrekunde de suprematie van het zonnestelsel over op de wereld der vaste sterren. Haar gebied verruimt zich met een kolossale sprong, haar gezichtskring wordt honderdduizenden malen wijder. In de vorige eeuwen waren de sterren de vaste rustende achtergrond geweest, waarvóór, op de voorgrond, het wisselende spel der planetenbewegingen zich afspeelde. Zij waren met zorg en ijver gemeten en in catalogi verzameld, niet om haarzelfs wil, maar om als vaste punten te dienen voor het vastleggen van de beweging van de planeten. En ook nog in de eerste helft van de negentiende eeuw had het in kaart brengen van telescopische sterretjes grotendeels tot doel het opsporen van kleine planeten mogelijk te maken.

Maar nu wordt toch steeds meer de wereld der vaste sterren zelf voorwerp en doel van de sterrekunde. Na het pionierswerk van WILLIAM HERSCHEL brengt de nieuwe eeuw de zorgvuldiger volledigheid en de grotere nauwkeurigheid in de studie van de vaste sterren. En wel, behalve in de normale plaatsbepaling, in de eerste plaats in de bestudering van de afwijkende objecten. Want wel stond als grondstelling vast, dat de vaste sterren ver verwijderde zonnen waren, gelijksoortig met onze zon. Maar toch ook weer niet geheel gelijksoortig; er was een grote verscheidenheid onder hen. En het meest moesten natuurlijk die voorwerpen de aandacht trekken, die anders en bijzonder waren, waar dus iets aan te beleven viel, zoals de dubbelsterren, de veranderlijke sterren, de sterrehopen.

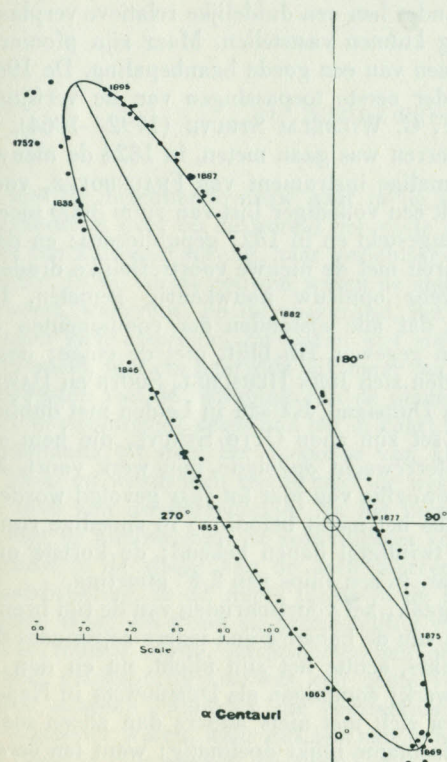
Dubbelsterren waren iets wonderlijks voor de toenmalige wereldbeschouwing, zo zelfs, dat men eerst twijfelde aan hun bestaan bij dozijnen en honderdtallen. Men was niet slechts gewend aan het beeld van één zon in een zonnestelsel; men was ook overtuigd van de doelmatigheid van één licht- en warmtebron in het midden van de stoet van koude voor bewoning geschikte planeten. Wat voor doel kon de Schepper of de Natuur hebben met

een stelsel van twee dikwijls nog ongelijke en verschillend gekleurde zonnen? En hoe zouden planeten zich tussen en om deze twee zonnen moeten bewegen? Die planeten zou men wel nooit te zien krijgen, maar ze boden toch een interessant theoretisch probleem. Een meer praktische vraag werd dadelijk aan de sterrekundigen gesteld: hoe moest de beweging van de twee zonnen ten opzichte van elkaar zijn? Dat de aantrekkingswet, die NEWTON uit ons zonnestelsel had afgeleid, ook voor deze verwijderde sterrenwereld gold, daarvan was men wel overtuigd. Maar de dubbelsterren konden het uitmaken; want men wist al, dat volgens deze theorie twee elkaar aantrekkende lichamen ellipsen om elkaar, d.w.z. om hun gemeenschappelijk zwaartepunt moesten beschrijven; en dat scheef gezien van uit de aarde deze banen ellipsen bleven maar vervormd met geheel ander brandpunt. Dus was de eerste taak, nauwkeurige metingen van de relatieve positie der beide componenten te verrichten, en daaruit hun relatieve beweging af te leiden.

HERSCHEL had reeds lijsten van enige honderden van deze objecten gepubliceerd, en in 1803 bij een 50-tal onder hen een duidelijke relatieve verplaatsing, dus een stukje baanbeweging kunnen vaststellen. Maar zijn pionierswerk was te ruw voor de hogere eisen van een goede baanbepaling. De 19de eeuwse dubbelsterkunde, als een der eerste toepassingen van de verfijnde 19de eeuwse techniek, begint als F. G. WILHELM STRUVE (1792—1864), te Dorpat, die reeds in 1819 dubbelsterren was gaan meten, in 1824 de nieuwe 23 cm-refractor, het grootste toenmalige instrument van FRAUNHOFER, voor dit doel gaat gebruiken. Eerst wordt een vollediger lijst van ruim 3000 meest nieuw ontdekte dubbelsterren samengesteld en in 1827 gepubliceerd; en dan worden deze in de volgende tien jaren met de nieuwe voortreffelijke dradenmicrometer van FRAUNHOFER telkens opnieuw nauwkeurig gemeten. De standaard van nauwkeurigheid is, dat alle afstanden der componenten in honderdsten van seconden worden gegeven. Hij blijft niet de enige; deels gelijktijdig, deels in navolging houden zich JOHN HERSCHEL, SOUTH en DAWES in Engeland, BESSEL en MÄDLER in Duitsland, KAISER in Leiden met dubbelstermetingen bezig, en naderhand zet zijn zoon OTTO STRUVE, die hem als directeur van de grote Poelkova-sterrewacht opvolgde, zijn werk voort. Zo kon het voortschrijden in de baanbeweging van jaar tot jaar gevolgd worden, speciaal bij de snelste paren, die dus het meest beloofden in spoedige resultaten. Omstreeks 1850 waren een twintigtal banen bekend; de kortste omloopstijd (bij ζ Herculis) was 31 jaar, in een ellips van 2,4'' afmeting.

Zo bleef het de gehele eeuw doorgaan; het voortschrijden van de tijd brengt op zich zelf reeds vollediger kennis van de banen. Bijna iedere astronoom die over een goede micrometer beschikte, achtte het zijn plicht, nu en dan of doorlopend deel te nemen aan dit werk; sommigen als DEMBOWSKI in Napels en BURNHAM in Chicago bemoeiden zich met niets anders dan alleen maar dubbelsterren. En deze algemene deelname blijkt doelmatig; want ten eerste kunnen kleinere instrumenten in zorgvuldige handen nagenoeg even goede metingen leveren als grote; en bovendien blijven bij alle waarnemers — en juist bij de meest geroutineerde niet het minst — systematische fouten van persoonlijke, oncontroleerbare oorsprong, die in het gemiddelde van een groot aantal gelijktijdige waarnemers minder gevaarlijk worden. Wat dan het voordeel van grote instrumenten is? Het ligt bovenal in hun fijner oplossend vermogen; sterren die in kleinere kijkers enkelvoudig, geheel rond,

of soms enkel wat langwerpig schijnen, worden in de grotere duidelijk in twee sterren gesplitst, en zijn dan te meten. Of wel, te voren onzichtbare zwakke begeleiders worden eerst in grote kijkers zichtbaar. Dus bracht het maken van steeds groter kijkers nieuwe ontdekkingen mee, speciaal van verdubbeling van te voren voor enkel gehouden sterren. Zo kon eerst OTTO STRUVE met de grote kijker van Poelkowa de lijst aanzienlijk uitbreiden. Maar het was voornamelijk S. W. BURNHAM, die reeds in 1873 als amateur met een kleine 6 inch Clark-kijker, door zijn scherp gezicht bij een aantal sterren voor het eerst dubbelheid vaststelde, en toen hij naderhand de beschikking kreeg over grotere en over de pas opgerichte reuzenkijkers van Lick en van Yerkes, een duizendtal aan de bekende lijsten toevoegde. Dat waren vooral zeer enge paren, met afstanden beneden  $1''$ , waaronder vele die in werkelijk kleine banen, dus in korte omloopstijd rondlopen; de kortste aldus ontdekte omloopstijd is bij  $\delta$  Equulei,  $5\frac{1}{2}$  jaar bij een afstand van  $0,3''$ . Ongeveer 5% van alle onderzochte sterren bleek op deze wijze dubbel te zijn.



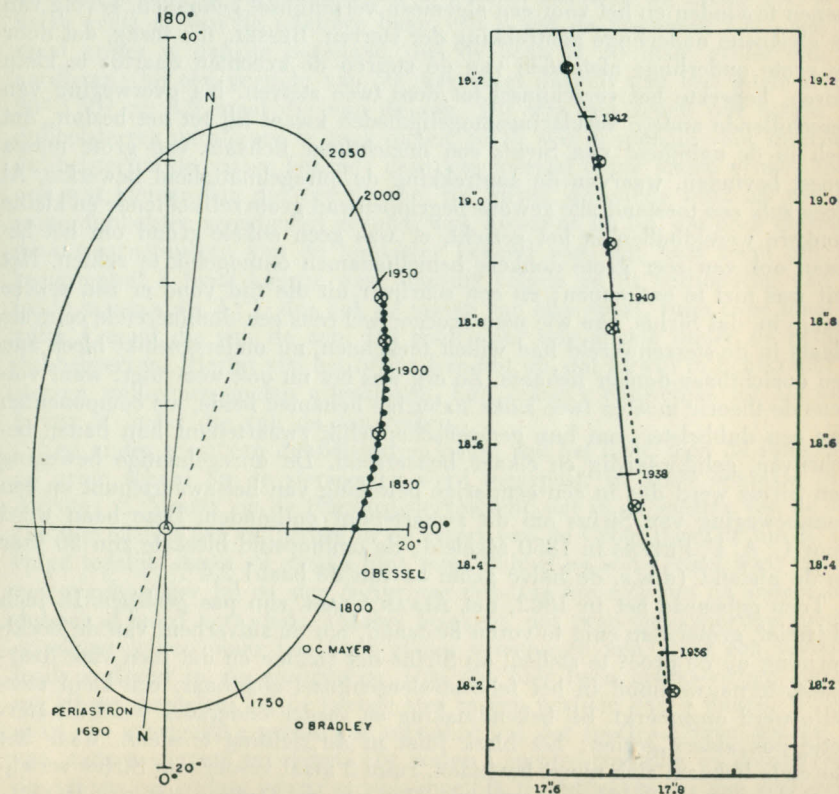
Een omloop van de dubbelster  $\alpha$  Centauri.

een beweging van  $10^\circ$  langs de hemel. De banen worden dan sterk vervormd en onbetrouwbaar, tenzij men van nauwkeuriger vereffende of middelwaarden kan uitgaan. Naarmate dit meer doordrong, en men bovendien met steeds enger paren, zelfs beneden  $1''$  afstand te doen kreeg, ging de grafische behandeling steeds meer de uiterlijk zo secure algebraïsche verdringen. Men

Naast het waarnemen en meten kwam nu het rekenen. In het begin van de eeuw stonden de sterrekundigen voor het vraagstuk, de baan van een dubbelster te bepalen, terzelfdertijd dat zij ook juist met de methoden voor het berekenen van kometen- en planetenbanen bezig waren. Het sprak dus van zelf, dat de oplossing in dezelfde gedachtenrichting werd gezocht. Een ellips is bepaald door vijf punten; dus het vraagstuk was om uit 5 of meer waarnemingen van positiehoek en afstand t.o.v. de in rust gedachte hoofdstel de schijnbare ellips, en daaruit de ware te berekenen. Nadat eerst SAVARY in 1828 een probeer-methode afgeleid en toegepast had, ontwikkelde ENCKE in 1830 een stel formules geheel in de geest van de bekende baanberekeningsmethode. Maar het geval lag toch heel anders dan bij kometen en kleine planeten: een klein foutje van b.v.  $0,1''$  op een afstand  $4''$  van de hoofdstel is percentsgewijs veel groter dan bij een komeet een fout van b.v.  $3''$  op

tekende eenvoudig elke waarneming van positiehoek en afstand als punt in een vlak; het geheel van alle punten gaf een onmiddellijkanschouwelijk beeld van de baan, en met enig proberen kon een zo goed mogelijke ellips door het samenstel van al deze punten worden getrokken. Daaruit dan de ware baan berekenen, een in de ruimte scheef t.o.v. de gezichtslijn liggende ellips, is een eenvoudig meetkundig vraagstukje. Anders wordt het als bij een grote baan van vele boogseconden en langzame beweging elk stukje boog op vele dozijnen van metingen kan steunen; dan loont het de moeite om algebraïsch, met de methode der kleinste kwadraten de waarschijnlijkste waarde van de baanelementen uit het totale materiaal van alle metingen af te leiden.

Nog meer geldt dit laatste, sedert EJNAR HERTZSPRUNG te Potsdam in 1914—19 de fotografie op wijdere paren begon toe te passen. Door van zulk een dubbelster op een plaat een groot aantal exposities na elkaar te nemen — met een grof tralie vóór het objectief om helderheidsverschillen onschadelijk te maken — en deze nauwkeurig uit te meten, werden uitkomsten voor de relatieve plaats der beide sterren verkregen, die in nauwkeurigheid ineens



Baan van de dubbelster 61 Cygni.

Links de berekende baanelips volgens de waarnemingsgemiddelden 1830—1940.  
Rechts een stukje baan 1935—42 volgens fotografische metingen (naar K. A. A. STRAND).

een volle decimaal boven de visuele metingen uitstaken. Werden tot nog toe de afstanden in twee decimalen van een boogseconde gegeven, hier bleek de 3de decimaal nodig te zijn; de onzekerheid uit één plaat was niet meer dan 0,01'', zelden daarboven, meestal aanmerkelijk daar beneden. Met zulke gegevens wordt niet slechts een exacte baanberekening zelfs uit kleine bogen mogelijk, maar ook een scherpe beslissing over het bestaan van vaak vermoede onregelmatigheden, storingen door een derde lichaam. Zo vertonen de metingen van de befaamde dubbelster 61 Cygni een duidelijke storing door de aantrekking van een, wellicht planeetachtig te noemen donkere begeleider met een massa van omstreeks  $\frac{1}{60}$  van die van de zon. Deze waarnemingsmethode luidde een nieuw tijdperk in de dubbelsterkunde in.

Onder dit rustige voortschrijden van de kennis in de 19de eeuw kwam als verrassende episode de ontdekking van „donkere sterren”. BESSEL toonde in 1844 aan, dat Sirius en Procyon, blijkens het bij deze sterren juist zeer grote aantal nauwkeurige meridiaanwaarnemingen, niet rechtlijnig en eenparig langs de hemel bewogen, maar enigszins onregelmatig. Vroeger, in 1825 en 1833 had POND in Greenwich dit reeds voor een groot aantal sterren menen te vinden en het voor een algemeen verschijnsel gehouden, gevolg van de algemene onderlinge aantrekking der sterren. BESSEL, die inzag, dat door de grote onderlinge afstanden van de sterren de krachten daartoe te klein waren, beperkte het verschijnsel tot deze twee sterren. Na overweging van verschillende andere verklaringsmogelijkheden kwam hij tot het besluit, dat zich in de nabijheid van Sirius een onzichtbaar lichaam van grote massa moest bevinden, waarvan de aantrekking de onregelmatigheid bewerkte. Al sloeg zulk een toestand alle gewone begrippen van grote zelflichtende en kleine donkere werelddollen in het gezicht, er was geen enkele grond om het bestaan ook van zeer grote donkere hemellichamen onmogelijk te achten. Het feit was niet te ontkennen; en een schrijver uit die tijd vond er een zekere ironie in, dat Sirius, aan wie men vroeger wel eens een dominerende centrale plaats in de sterrenwereld had willen toekennen, nu ondergeschikt bleek aan een onzichtbaar donker lichaam. Zo erg was het nu ook weer niet; want volgens de theorie moeten twee zulke naburige lichamen beide, als componenten van een dubbelster, om hun gemeenschappelijk zwaartepunt hun banen beschrijven, gelijkwaardig en elkaar beheersend. De onregelmatige beweging van Sirius werd dus in een eenparige beweging van het zwaartepunt en een baanbeweging van Sirius om dit zwaartepunt ontbonden. Deze baan werd door C. A. F. PETERS in 1850 afgeleid; de omlooptijd bleek te zijn 50 jaar en de afstand (d.w.z. de halve grote as van de baan) 2,4''.

Toen gebeurde het in 1862, dat ALVAN CLARK zijn pas geslepen 18 inch objectief, groter dan enig te voren bestaand, om de zuiverheid van de beeldvorming op de proef te stellen, op Sirius liet richten en dat toen vlak daarnaast, ternauwernood in het felle stralenschijnsel zichtbaar, een klein sterretje werd opgemerkt. Bij bekendmaking en verder onderzoek werd dit sterretje ook elders gezien; het bleek juist in de richting te staan, waar het storende lichaam zich moest bevinden, ruim 3 maal verder van Sirius verwijderd dan het berekende zwaartepunt. Het was de donkere ster van BESSEL, zoals uit de metingen in volgende jaren duidelijk bleek. Deze is dus niet geheel donker, maar alleen erg zwak van licht, een sterretje van de 8ste grootte, bijna 10.000 maal minder licht uitstralend dan Sirius. Toch is haar

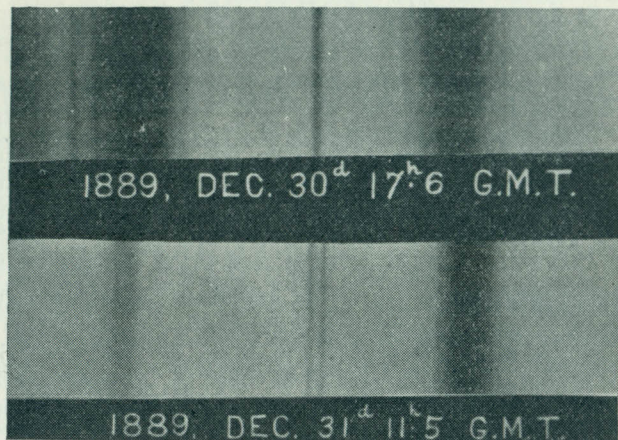
massa, blijkens de ligging van het zwaartepunt tussen hen in, slechts 2 maal kleiner dan die van Sirius. Al is dus het zuivere begrip donkere ster, als een grote koude zonnemassa zonder eigen straling weer uit de sterrekunde verdwenen, toch bleef deze begeleider, Sirius B gelijk ze voortaan heet, een merkwaardig object, door het samengaan van grote massa en geringe lichtkracht. Hoe merkwaardig, zou later eerst blijken. Hetzelfde geldt voor Procyon, waarvan de nog zwakkere begeleider als een sterretje van de 13de grootte in 1895 door SCHAEFERLE met de 36 inch van de Lick-sterrewacht werd ontdekt.

Dubbelsterren zijn zulke belangrijke dingen, omdat zich daarin de aantrekkingskracht openbaart. Daarom zijn zij de enige voorwerpen in de sterrenwereld, die ons de mate van aantrekking, dus de massa van een ster doen kennen. Wat NEWTON indertijd reeds had afgeleid, als uitbreiding van de 3de wet van Kepler, nl. dat de verhouding van de 3de macht van de grote as tot de 2de macht van de omlooptijd evenredig is met de totale aantrekkende massa, vond hier toepassing. Natuurlijk moest daartoe eerst de parallaxe van de ster bekend zijn, om uit de schijnbare baangrootte in seconden de ware grootte in aardbaanstralen te kunnen afleiden. Bij Sirius b.v. is de halve grote as van de relatieve baan van B om de hoofdster 7,5'', wat 20 maal groter is dan de parallaxe, dus de baan is 20 maal groter dan de aardbaan; bij een periode van 50 jaar volgt daaruit dan een totale massa  $20^3 : 50^2 = 3,2$  maal die van de zon. Dit was een reden om vooral bij dubbelsterren parallaxen te gaan meten, en zo was al spoedig voor meerdere dubbelsterren de massa bekend; deze was meestal enige malen groter, soms ook wat kleiner dan die van de zon. Bij Sirius, die sinds 1862 als een gewone dubbelster gemeten en gevolgd was, kwam er nu bij, dat door de meridiaanwaarnemingen van de hoofdster bekend was, dat haar baan om het zwaartepunt 3 maal kleiner was; daaruit volgde nu de verhouding van de beide massa's als 2 : 1, dus ook de massa van elke apart, ruim twee maal en ruim 1 maal die van de zon. Dit geldt voor nog enkele onder de heldere dubbelsterren. Hierbij viel het bijzondere feit op, dat terwijl in lichtkracht de sterren millioenen malen uiteenlopen, hun massa's nauwelijks tot 10 maal boven of onder die van de zon reiken.

Een ander soort van dubbelsterren kwam aan het licht, toen de fotografie op grote schaal op de sterspectra werd toegepast. In 1889 ontdekte Miss ANTONIA C. MAURY op de Harvard-sterrewacht, dat in de spectra van de ster  $\zeta$  Ursae, de op één na laatste in de staart van de Grote Beer, de lijn K (de enige tegelijk sterke en smalle lijn) soms dubbel en soms enkel was; en dat nog regelmatiger bij de ster  $\beta$  Aurigae dezelfde lijn zich om de andere dag dubbel of enkel vertoonde. Dubbel betekent, dat twee gelijksoortige spectra op elkaar vallen maar iets t.o.v. elkaar verschoven zijn, door een verschillende snelheid in de gezichtslijn. Dus dat hier twee gelijksoortige sterren om elkaar wentelen, bij de tweede ster in een periode van 4 dagen. Weldra werd een soortgelijke periodieke verdubbeling der spectraallijnen ook bij tal van andere sterren gevonden. Dit waren „spectroscopische dubbelsterren”, doorgaans — anders waren ze ook moeilijk te ontdekken — met zeer grote relatieve baansnelheid van tientallen of honderdtallen km per seconde, en met daarbij behorende korte omlooptijd en zo dicht bij elkaar, dat de dubbelheid met de beste kijkers niet te bemerken is.



Omstreeks dezelfde tijd waren VOGEL en SCHEINER te Potsdam bezig spectra van heldere sterren met een nieuw geconstrueerde spleetspectrograaf op te nemen, dus met een vergelijkingsspectrum er naast, om hun snelheid in de gezichtslijn te meten. Zij bemerkten daarbij, dat bij enkele sterren, bij Spica in de Maagd en bij Algol in Perseus, deze snelheid periodiek groter en klei-



Verdubbeling van lijn K bij  $\beta$  Aurigae. (De brede lijnen links en rechts zijn de 5de en 6de waterstoffijn.)

ner werd. Dit moesten dus ook spectroscopische dubbelsterren zijn met een baanbeweging, om beurten naar ons toe en van ons af, maar waar het spectrum van de tweede ster onzichtbaar was. Dit behoeft niet te betekenen, dat het tweede lichaam geheel donker is, maar enkel, dat het zoveel zwakker is dan het helderste, dat zijn spectraallijnen overstraald worden. Deze soort, dus enkel kenbaar aan de veranderlijkheid van de radiële snelheid, is veel talrijker, dan die, waarbij door de grotere gelijkheid der componenten de lijnen verdubbeld worden. Op de Lick-sterrewacht zijn in de volgende jaren en het begin van de nieuwe eeuw door CAMPBELL een groot aantal spectroscopische dubbelsterren ontdekt; hij schatte dat het derde part van alle sterren hiertoe behoort. Dus, al zijn dan de enkelvoudige sterren, overeenkomende met onze zon, in de meerderheid, toch blijkt dubbelheid, vooral met grote nabijheid der componenten, een zeer gewone toestand onder de sterren te zijn. Het lag voor de hand om op deze sterren de theoretische beschouwingen over een vorming door splitsing uit een enkel lichaam, met daarna verwijdering door getijdenwrijving toe te passen. De zeer wijde paren, de gewone dubbelsterren met omlooptijden van tientallen en honderdtallen van jaren kunnen echter moeilijk zo verklaard worden.

De straks genoemde ster Algol in het sterrebeeld Perseus was reeds befaamd in de sterrekunde, doordat JOHN GOODRICKE in het laatst van de achttiende eeuw haar regelmatige verandering van licht had ontdekt: telkens na 2d 22u neemt gedurende omstreeks 8 uren haar lichtsterkte eerst af en

daarna weer toe. En de ontdekker had dadelijk een verklaring gegeven: een gedeeltelijke verduistering door een in deze periode om haar heen lopende donkere begeleider. Enige andere, hiervóór reeds vermelde sterren, waarvan de lichtsterkte veranderde, waren nu en dan door sommige waarnemers regelmatig in het oog gehouden. Maar een aanhoudende ononderbroken bemoeiing begint eerst, sinds ARGELANDER er de aandacht op vestigde. Hij voerde hierbij de methode in van het schatten van kleine helderheidsverschillen in getallen, waarvan hij de voorgestelde eenheid een „stufte”, een stap noemde. Enige eerste uitkomsten werden in 1843 in een verhandeling over  $\beta$  Lyrae bekend gemaakt; en in de volgende 25 jaren ging hij door met het waarnemen van bijna alle bekende of nieuw-ontdekte veranderlijke sterren en leidde hij de perioden en de vormen van hun lichtkromme af. In 1844 gaf hij in zijn „Oproep aan vrienden der sterrekunde” tal van belangrijke objecten van onderzoek aan, waarvoor geen of slechts kleine instrumenten nodig waren en waaraan de vakastronomen met hun grote, dure instrumenten hun tijd niet konden besteden; dezulke zijn de vallende sterren, het zodiacaallicht, de melkweg, de helderheid en de kleur der sterren, en bovenal de veranderlijke sterren. Zowel zijn voorbeeld als zijn aansporing wekte tal van jongeren en leerlingen tot navolging op, waaronder vooral HEIS, JULIUS SCHMIDT (die daarna in Athene werkte) en EDUARD SCHOENFELD naar voren kwamen. Naast zulke vak-sterrekundigen traden nu ook meer en meer amateurs op, die met het blote oog, met binocle, of met kleine kijkers volgens ARGELANDER's stufen-methode de veranderlijke sterren gingen waarnemen. En dat was nodig, want toen er betere sterrekaarten kwamen en vaker gebruikt werden, nam het aantal veranderlijken onder de telescopische sterren snel toe. Een catalogus die CHANDLER in 1889 samenstelde, somde reeds een aantal van 225 op. Nu kregen de verschillende soorten en typen van veranderlijke sterren, die men reeds uit de vroeger ontdekte helderste exemplaren kende, alle een steeds groter aantal vertegenwoordigers. In de grote standaard-catalogus, die GUSTAV MÜLLER en ERNST HARTWIG in 1919 uitgaven, kwamen nu van het Algol-type, de oneigenlijke veranderlijken, die eigenlijk gewone nu en dan verduisterde sterren zijn, alleen al 131 exemplaren voor. Het  $\beta$  Lyrae-type, gestadig in meestal korte periode wisselend, met twee gelijke maxima en een dieper en een ondieper minimum, telde daar 22 sterren. De gestadig veranderlijke sterren van korte periode, naar  $\delta$  Cephei veelal Cepheiden genoemd, kwamen er ten getale van 169 voor. Van de in lange perioden van meest omstreeks een jaar zeer sterk veranderende rode sterren, die naar de vroeg ontdekte Mira Ceti, — de Wonderlijke in de Walvis — als het Mira-type werden aangeduid, is het aantal het grootst, meer dan 600. Daarnaast heeft men dan nog, overeenkomende met de reeds vroeger ontdekte  $\alpha$  Herculis (door WILLIAM HERSCHEL in 1795) en Betelgeuze (door JOHN HERSCHEL in 1836) een aantal zwakjes en onregelmatig fluctuerende heldere rode sterren.

Waar komt die lichtverandering vandaan? Voor de Algolsterren was het al bekend en voor de hand liggend. En sinds VOGEL en SCHEINER in 1889 uit hun opnamen van het spectrum van de zichtbare Algol hadden vastgesteld, dat deze ster vóór het lichtminimum van ons af, ná het lichtminimum naar ons toe beweegt, dus in het minimum achter de begeleider staat, stond het onomstotelijk vast, dat hier, en dus ook bij al haar soortgenoten, bedekking

en verduistering de oorzaak van de helderheidsverandering is. Ofschoon zij door de waarnemingspraktijk tot de veranderlijke sterren behoren, behoren zij volgens hun natuur tot de enge spectroscopische dubbelsterren. Dat betekent echter niet, dat zij daardoor hun belangrijkheid verliezen; integendeel! Want zij nemen onder deze, en zelfs onder alle sterren, praktisch voor ons een zeer uitzonderlijke en belangrijke plaats in. Bij alle andere sterren, behalve onze eigen zon, moet men zich tevredenstellen met hun licht als één geheel te onderzoeken; want men ziet ze als lichtpunten, niet als schijven, dus men kan de verschillende delen, b.v. rand en midden, niet scheiden. Dat kan echter wel bij een stereoclips, want daar schuift de ene schijf over de andere heen, dus worden beurtelings verschillende delen van de schijf bedekt of vrijgelaten. Zij zijn dus de enige sterren, die men als schijven kan en moet behandelen, en waarvoor afmeting en vorm en verschillen tussen rand en midden voorwerpen van onderzoek kunnen zijn. Door de verscheidenheid in schijfgrootte en oppervlaktehelderheid van de twee sterren ontstaat een rijke verscheidenheid in de vormen van de lichtkrommen; en uit deze lichtkrommen zijn dan omgekeerd, door enkel meetkundige betrekkingen, die grootheden te vinden. Zo is bij de in 1880 door CERASKI te Moskou gevonden Algolster U Cephei, die in het volle licht de grootte 6,9 heeft, de helderheid in het minimum (grootte 9,2) enige uren constant, een bewijs dat een kleinere schijf geheel op of achter een grotere treedt. Bij de in 1886 door CHANDLER ontdekte Y Cygni, waar de helderheid bij elke verduistering precies tot de helft afneemt, bleken de tussentijden van  $1\frac{1}{2}$  dag tussen twee eclipsen soms wat groter, soms kleiner te zijn en geleidelijk te veranderen. DUNÉR in Upsala vond toen in 1891, dat hier twee gelijke in een elliptische baan in 3 dagen om elkaar lopende sterren elkaar beurt om beurt bedekken; door de excentriciteit van de baan waren de intervallen beurt om beurt langer en korter; en deze ongelijkheid nam geleidelijk af en sloeg dan om doordat de grote as van de baan langzaam draait. Dus een baanstoring in een sterstelsel, waarschijnlijk de werking van een afplattung en vormverandering der beide sterren door hun onderlinge aantrekking. Bij tal van andere bedekkingsveranderlijken traden twee ongelijke minima op, waarbij het secundaire, minder diepe minimum in allerlei tussenvormen voorkwam: van onmerkbaar weinig, als de tweede ster zeer donker was, tot algehele gelijkheid, als beide even helder van oppervlak zijn.

Hoe was het nu met Algol zelf? Nadat vroegere waarnemers vergeefs getracht hadden in het midden van het volle licht, als de begeleider door de hoofdster bedekt wordt, een inzinking te vinden, gelukte het in 1910 aan STEBBINS met een door hem geconstrueerde selenium-fotometer dit secundaire minimum aan te tonen; het was slechts 0,06 grootteklassen diep, d.w.z. een lichtverlies van 6% <sup>1)</sup> Hier bleek nu, dat voor Algolsterren ARGELANDER's methode van „Stufen“-schattingen toch te onnauwkeurig is om het verloop van de lichtkromme zo precies vast te leggen als voor vergelijking met een meetkundige berekening nodig is. Men was dan ook reeds vroeger, omstreeks 1880, in Potsdam en op de Harvard-sterrewacht er toe overgegaan, om bij Algol en andere sterren de lichtverandering nu en dan met fotometers te

<sup>1)</sup> Een lichtverlies van 0,06 grootteklasse betekent (zie volgend hoofdstuk) een logarithmische verzwakking van  $0,4 \times 0,06 = 0,024$ . Daar  $0,024 = \log 1,059$  is dit een verzwakking in de verhouding 1,059, d.i. 6 procent.

meten en ze zo in juist getal en maat uit te drukken. Later heeft vooral DUCAN op de Princeton-sterrewacht 1905—1910 voor een groot aantal van deze sterren de lichtkrommen door fotometrische metingen nauwkeurig, tot op een enkel percent, bepaald. Maar al deze fotometrie berustte toch daarop, dat met het oog beoordeeld wordt of door bepaalde meetbare veranderingen twee sterren aan elkaar gelijk zijn gemaakt; men kon dus niet fijner werken dan het oog verschillen van helderheid kan zien. De onzekerheid van een meting kon dus op zijn best niet kleiner zijn, dan wat met 0,05 grootteklassen, d.i. 5%, overeenkomt; en alleen door samenvatting van een zeer groot materiaal in gemiddelden had DUCAN zijn nauwkeuriger uitkomsten gekregen. Een eerste poging om hier het beperkte oog te vervangen door een fysisch apparaat, dat dan waarschijnlijk tot steeds groter gevoeligheid zou zijn te verbeteren, vormde STEBBINS' selenium-fotometer, waarin het licht de elektrische weerstand verandert; en dit tweede Algol-minimum was een van de successen van zijn werk.

Het afleiden van de meetkundige en andere elementen van de eclips: de relatieve afmetingen en helderheid van de beide sterren, de helling en de grootte van de baan, uit de vorm van de lichtkromme eist een moeizaam en omslachtig gereken, waarvoor formules door PICKERING in 1880 en door MYERS in 1895 werden afgeleid. Een afdoende oplossing vond het vraagstuk eerst in 1912 toen HENRY NORRIS RUSSELL te Princeton er een praktische rekenwijze, steunend op een aantal hulptafels, voor opstelde. Deze werd daarop door HARLOW SHAPLEY in 1913 op alle bedekkingsveranderlijken met voldoende gegevens toegepast, in een zorgvuldige discussie van hun meetkundige gesteldheid. Daar er nog een onbekend element in stak, de helderheidsverdeling over de schijven, berekende SHAPLEY zijn elementen voor twee uitersten van verschillende mogelijkheden: óf uniforme helderheid over de schijf, óf een zo sterke afname naar de rand toe, dat de helderheid aan de uiterste rand nul wordt. Toen bleek, dat bijna altijd in beide onderstellingen een voldoende weergave van de gemeten helderheden was te krijgen. Dat wil zeggen, dat datgene wat men wenste en dacht te kunnen vernemen, de mate van randverzwakking op de sterschijven, niet te vinden was. De best aangepaste berekende lichtkrommen voor de beide uiterste onderstellingen verschilden onderling zo weinig, slechts op enkele critieke plaatsen een paar honderdsten van een grootteklasse, dat men inzag, dat de fotometrische uitkomsten nog te ruw waren om daartussen te beslissen. Betere metingen waren nodig.

Gelukkig hadden zich in de tussentijd nauwkeuriger fysieke meetmethoden ontwikkeld. ELSTER en GEITEL hadden omstreeks 1911 de foto-electrische cel tot een uiterst gevoelig instrument voor het meten van zwakke lichtindrukken gemaakt. Weldra werd deze door GUTHNICK en PRAGER op de Berlijnse sterrewacht en door ROSENBERG in Tübingen op de sterren toegepast. Zij bleek de helderheid van een ster met een 10 maal grotere nauwkeurigheid te kunnen meten dan door de vroegere oogschattingmethode mogelijk was; de fouten waren niet meer dan een zeker aantal duizendsten i.p.v. honderdsten van een grootteklasse. Voor de fotometrie der gewone sterren is die nauwkeurigheid niet nodig, maar wel voor veranderlijken; de beide Berlijnse astronomen ontdekten nu een zwakke veranderlijkheid bij een aantal tot dusver onverdachte sterren. Voor het probleem der bedekkingsveranderlijken

kwam de nieuwe methode juist van pas. Op de Lick-sterrewacht construeerde GERALD KRON een uiterst gevoelig instrument van dit type en mat daarmee in 1937—38 de helderheid van de Algolster 21 Cassiopejae over het gehele verloop van de verduisteringen met een waarschijnlijke fout van niet meer dan 0,002 grootteklasse. En daaruit kon hij nu inderdaad de coëfficiënt van randverduistering bepalen op een bedrag van  $0,58 \pm 0,04$ , dus voor het eerst een goed verzekerde waarde.

Op nog andere wijze komen bedekkings-veranderlijken nuttig te pas. Uit de duur van de eclipsen vergeleken met de omloopstijd vindt men de afmeting van de sterren vergeleken met die van de baan. De eerste, in de derde macht, bepaalt het volume, de tweede, in de derde macht, bepaalt de massa. Dus kan men een gemiddelde dichtheid bij zulke sterren berekenen, zonder iets van ware afmeting, parallaxe of snelheid te weten.

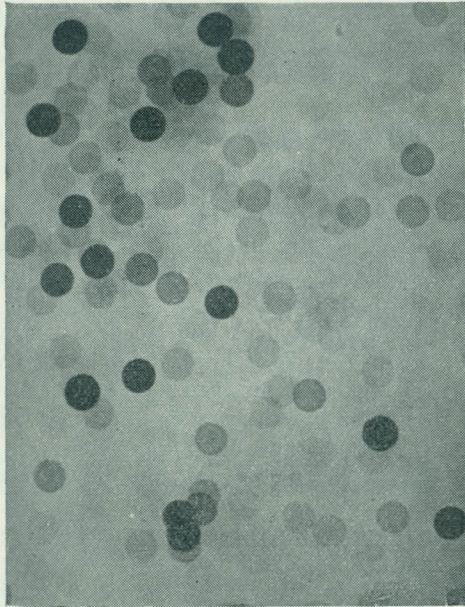
Een opzienbarend geval was dat van de ster van de 3de grootte  $\epsilon$  Aurigae, dicht bij Capella. JULIUS SCHMIDT had haar sinds 1843 van onregelmatige wisselingen verdacht, en in 1847 en '48 namen ARGELANDER en HEIS haar als een ster van de 4de grootte waar. Maar in de volgende jaren zag men enkel flauwe onzekere schommelingen. In 1875 was ze opnieuw duidelijk zwak van licht, maar dan hield het weer op, en men wist er geen touw aan vast te knopen. Toen zich dat in 1901 nog eens herhaald had en meteen een veranderlijke snelheid in de gezichtslijn aan het licht was gekomen, kwam LUDENDORF te Potsdam in 1903 tot de conclusie, dat de korte veranderlijkheid zich om de 27 jaar herhaalde, en telkens bestond in een langzame daling, gedurende 7 maanden, daarna een stilstand van ruim 300 dagen, als ster van de vierde grootte, waarna dan weer 7 maanden toename volgde tot de normale helderheid. Deze ster is dus een bedekkingsveranderlijke van ongewone maat, met een zeer langzame omloopsbeweging in 27 jaar. Opdat bij een zo grote baan de ene ster voor ons precies voor de schijf van de ander langs trekt, moet zeer toevallig ons zonnestelsel precies in het baanvlak van de dubbelster liggen.

De rijke veelsoortigheid van bedekkingsveranderlijken wordt nog daardoor vermeerderd, dat bij een aantal ook het volle licht, buiten de eclipsen, niet constant is. Ten eerste omdat bij een meestal kleine afstand de heldere ster de donkere bestraalt en verlicht, zodat deze in volle-maanstand, schuin achter de heldere ster, haar licht versterkt. En dan, omdat beide sterren door elkaars aantrekking uitgerekt worden, en ons in hun zijdelingse stand, midden tussen de eclipsen, de brede kant toekeren. Zulke sterparen vormen een overgang naar het  $\beta$  Lyrae-type, met in elke periode 2 gelijke maxima en twee ongelijke minima. Of liever, dit type behoort tot de bedekkingsveranderlijken en vormt daaronder een extreem geval. Te meer, daar ook hier al spoedig, door meerdere spectroscopisten, o.a. door LOCKYER in 1893 en door BELOPOLSKY op de Poelkowa-sterrewacht in 1892, een periodieke verandering van de radiële snelheid was vastgesteld; de ongelijk heldere componenten bewegen dus in banen om elkaar, en wel met zeer grote relatieve snelheid, 155 km bij  $\beta$  Lyrae, en op zo kleine afstand, dat ze elkaar met hun uitgerekte toppen bijna aanraken. Voor deze ster  $\beta$  Lyrae zelf werden door MYERS in 1896 en door STEIN in 1907 haar elementen als dubbelster berekend; zij vertoonde echter nog tal van raadselachtige verschijnselen, speciaal veranderingen in haar spectrum, die haar tot een van de puzzles van de astronomie maakten.

Een periodieke wisseling in radiële snelheid werd ook bij de naamgeefster van het kortperiodieke type van veranderlijken, bij  $\delta$  Cephei, in 1894 door BELOPOLSKY vastgesteld; en dit bleek daarna een algemene eigenschap van alle onderzochte soortgenoten te zijn. In 1907 vestigde SEBASTIAN ALBRECHT op de Lick-sterrewacht er de aandacht op, dat de snelste nadering bij zulk een ster juist samenviel met de grootste lichtsterkte en de snelste verwijdering van ons met het minimum van licht; en dat bovendien de snelheidskromme en de lichtkromme in vorm sterk met elkaar overeenstemmen. Niemand twijfelde er toen natuurlijk aan, dat de Cepheïden dubbelsterren waren, twee sterren die op korte afstand snel om elkaar wentelden. Moeilijk bleek het echter om daaruit de lichtafwisseling te verklaren, die bij  $\delta$  Cephei en de meeste Cepheïden een vrij snelle toename en een langzamere, soms door onregelmatige vertragingen onderbroken afname toonde. Soms werd gedacht aan getijden door de begeleider in de steratmosfeer opgewekt; of ook werd aangenomen, dat door de baanbeweging in een weerstandbiedende middenstof de voorkant sterker gloeide, met een hogere temperatuur, dan de achterkant. Dat in het maximum licht de temperatuur hoger is dan in het minimum, was reeds in 1899 door SCHWARZSCHILD afgeleid, die door nauwkeurige fotografische helderheidsmetingen vaststelde, dat de fotografische amplitudo der lichtwisseling anderhalf maal groter is dan de visuele, dus de kleur in het maximum blauwer is. Maar er waren toch veel moeilijkheden; de verhitte weerstand betekende een sterke remming, terwijl toch de periode zo goed als constant was; de matige baansnelheid (15—20 km) bij zo korte omloopstijd betekende een uiterst kleine massa, minder dan  $1/100$  van die van de zon; de scheve onregelmatige vorm van de licht- en snelheidskromme was zelfs met een zeer grote excentriciteit nog nauwelijks weer te geven; en op andere gronden moest het volume van de ster zo groot aangenomen worden, dat het middelpunt van de baanbeweging vlak bij het middelpunt van de ster lag, dus dat er eigenlijk geen voor- en achterkant waren.

Toen kwam de pulsatietheorie op, die — hoewel door anderen ook reeds gedachten in die richting geopperd waren — het eerst door SHAPLEY in 1914 in al haar consequenties werd ontwikkeld en verdedigd. Daarin wordt aangenomen, dat de ster beurtelings uitzet en weer inkrimpt, om een evenwichtstoestand heen. Deze wisseling vindt adiabatisch plaats, d.w.z. dat alle beurtelings vrijkomende en weer benodigde energie als warmte in de ster opgezameld wordt en dan weer aan de ster onttrokken wordt, zodat deze om beurten heter (bij inkrumping) en koeler (bij uitzetting) wordt. Er was iets wonderlijks in de gedachte aan zulk een nieuw type van sterren, die hun evenwicht niet kunnen vinden, maar in onvermoeide polsslag, steeds op gelijke wijze herhaald, reeds duizenden en tienduizenden malen aldoor beurtelings groter en kleiner, beurtelings koeler en heter werden. Maar deze gedachte werd door de sterrekundigen spoedig vrij algemeen aanvaard. Vooral toen EDDINGTON in 1918, in aansluiting aan zijn onderzoekingen over de inwendige bouw van de sterren in het algemeen, een theorie van de pulserende sterren had uitgewerkt. Toch bleven ook bij deze verklaring een aantal moeilijkheden over — b.v. waarom de grootste helderheid niet samenvalt met het kleinste volume, maar eerst een kwart periode later komt — die nog niet bevredigend zijn opgelost.

Hoe komt men aan het materiaal voor het helderheidsverloop? Natuurlijk werd in het begin de methode van Stufen-schattingen gevolgd, door ARGELANDER, zijn navolgers en tal van amateurs. Maar deze konden toch niet voldoen aan de hogere eisen van nauwkeurigheid die voor vergelijking met theoretische berekening gesteld worden, vooral omdat men daarbij niet zeker is van een gelijkmatige schaal over het gehele verloop. Zo werden de Cepheïden de aangewezen voorwerpen voor de toepassing van fotometrische meetmethoden; hier konden, daar een nauwkeurigheid van een paar duizendsten van een grootteklasse als bij de bedekkingsveranderlijken niet nodig is, de oude visuele fotometers goede diensten bewijzen. En meer nog dan de visuele fotometrie vond hier de fotografische fotometrie ruime toepassing, die, door maar aldoor platen na elkaar te nemen, de verzameling van een rijk waarnemingsmateriaal in beperkte tijd toeliet. Op een hemelfoto zijn de zwarte sterbeelden des te groter, naarmate de ster helder is, vooral bij een slecht objectief met veel vals licht om de ster; maar de helderheid der sterren is daaruit toch maar met geringe nauwkeurigheid af te leiden. Een grote verbetering en verfijning, eigenlijk een vernieuwing van de grondslagen der fotografische fotometrie, was het, toen SCHWARZSCHILD in 1899 in het reeds vermelde onderzoek het gebruik van extrafocale sterbeelden invoerde. Door de plaat een eindje buiten het brandpunt te plaatsen, worden alle sterren als even grote schijfjes afgebeeld, maar verschillende in „zwarteheid”, d.i. dichtheid van het zilverneerslag. En nu zijn verschillen in zwarteheid van oppervlakken veel scherper te onderkennen en dus te meten dan verschillen van sterpunten of stippen. Toen SCHWARZSCHILD deze methode voor het eerst toepaste moest hij de zwarteheid nog schatten in een rij van opeenvolgende vergelijkingsbeeldjes. In hetzelfde jaar echter construeerde HARTMANN te Göttingen zijn naderhand algemeen in gebruik gekomen „microfotometer” voor het meten van zwarteheden, door ze aan die van een wig van donker glas gelijk te maken. Om een absolute helderheidsschaal op elke opname ter beschikking te hebben, paste HERTZSPRUNG in 1910 het middel toe van een grof tralie voor het objectief; daardoor ontstonden ter weerszijden van elke sterschijf twee diffractieschijven van dezelfde grootte, die in berekenbare verhouding zwakker dan de hoofdbeelden zijn. Door deze hulpmiddelen was een nauwkeurige fotometrie mogelijk, en op tal van sterre-



Extrafocale opname van een gedeelte van Orion.

wachten zijn sindsdien op deze manier nauwkeurige lichtkrommen van Cepheïden afgeleid.

De rode veranderlijke sterren van lange periode en grote amplitudo, het Mira-type, zijn het eigenlijke terrein voor de toepassing van ARGELANDER's methode der Stufen-schattingen. Bij een helderheidsverandering van 4 tot 8 of zelfs 10 grootteklassen, en bij de grote onregelmatigheden in de lichtafwisseling zelf, komen fouten van 0,1 grootteklasse er zeer weinig op aan. Hier was dus een vruchtbaar veld voor amateurs met kleine kijkers, al moesten dan ook voor de zwakke helderheden beneden de 10de of 12de grootte vaksterrekundigen meewerken, die over grotere sterrewachtkijkers beschikten. In de loop van de 19de eeuw is met het aantal objecten ook het aantal werkers op dit gebied steeds toegenomen; deze organiseerden zich in bijzondere verenigingen om door samenwerking en samenvoeging van hun uitkomsten vollediger van dag tot dag het gedrag van elke ster te volgen. Ook bij deze Mira-sterren is de snelheid in de gezichtslijn veranderlijk gebleken; maar de belangrijkste veranderingen, waaruit men mettertijd tot goede verklaringen zal moeten komen, zijn de veranderingen in het spectrum. En bij hun interpretatie staat men nog steeds voor grote raadselen.

De bijzonderste onder de bijzondere sterren zijn de nieuwe sterren, de „novae”. Zij zijn veranderlijk van licht; maar hier had men geen onschuldige wisselingen van periodieke zich steeds herhalende verschijnselen; wat wij hier zien zijn catastrophes, die de mensen verrasten en opjoegen tot vragen over wereldbestel. Sterkcatastrophes stonden aan de wieg van de sterrekunde — als het verhaal waar is, dat HIPPARCHUS wegens het verschijnen van een nieuwe ster het plan opvatte een catalogus van alle sterren te maken — en als vuurbaken in haar revolutietijd: de novae van 1572 en 1604, waarvan de eerste TYCHO's geest op het sterrekundig werk richtte, dat de basis van de nieuwe wetenschap werd. Daarna werden ze zeldzaam; in de 18de en het begin van de 19de eeuw werd er geen een gezien. Gebrek aan oplettendheid? Wij weten het niet; maar zeker is er toen niet zulk een stoet van heldere verschijnselen geweest, als in de laatste eeuw door de bescheiden door HIND ontdekte nova van de 5de grootte in 1848 ingeleid werd — wij laten daarbij de Zuidelijke  $\eta$  Carinae in de grote nevelvlek van het Schip, die in 1838 tot de 1ste grootte en na een inzinking nog eens, in 1843, tot Sirius-grootte opvlamde, buiten beschouwing, daar zij een eigen type vertegenwoordigt. In 1866 verscheen een nieuwe ster van de 2de grootte in de Kroon, in 1876 een van de 3de grootte in de Zwaan, in 1892 een van de 4de grootte in de Voerman, in 1901 een van de 1ste grootte in Perseus; enzovoort in de latere jaren meerdere van de 5de, 4de of 3de grootte, in 1918 weer een van de 1ste grootte in de Arend. Zij hadden alle met elkaar gemeen, dat ze uiterst snel, in een enkele dag of nog minder, opvlamden tot 10.000-voudige helderheid of meer, en dan na enige dagen begonnen af te nemen, langzamer of sneller, soms onder periodieke helderheidsschommelingen, tot ze weer zwakke sterretjes zijn geworden. Bij de Nova Persei van 1901 werd een half jaar later om de nu reeds zwakke ster op 7' afstand een lichtring gezien, die zich geleidelijk uitzette; volgens de verklaring van KAPTEYN en van SEELIGER was dit het schijnsel van de opvlamming, dat zich als een lichtende bol met lichtsnelheid in de omringende nevelmassa's uitbreidde. Dit gaf de mogelijk-

heid om de afstand van deze nieuwe ster op ongeveer 200 parsecs te schatten.

Om van het toeval van de ontdekking van zwakkere novae door toevallig rondspiedende amateurs vrij te zijn, werd op de Harvard-sterrewacht een „sky-patrol” opgesteld, een camera met groot veld, die door ononderbroken opnamen van de gehele hemel elke vreemdeling dadelijk of achteraf aan het licht bracht. Zo werd een volledige registratie van alle novae verkregen; de meeste waren natuurlijk ook in hun toplicht telescopische sterren. BAILEY schatte dat er jaarlijks 10—20 helderder dan de 9de grootte verschijnen, die waarschijnlijk binnen een afstand van 10.000 parsecs liggen. Schat men het aantal sterren binnen deze ruimte op 10.000 miljoen, dan zou elk van deze sterren de kans hebben eens in 1000 miljoen jaren als nova uit te barsten, wat slechts een deel is van haar waarschijnlijke levensduur. Dat iedere ster in haar levensloop ééns of meermalen kans zou krijgen in een catastrofe tot een alverterende gloed op te vlammen, dus ook onze zon, gaf weer een nieuwe, voor ons nog al verontrustende kijk op het hemelse gebeuren. MILNE heeft in 1928 in zijn algemene theorie van sterrenbouw ook een theorie gegeven voor het „ineenstorten” van de instabiel geworden innerlijke structuur als oorzaak van de sterkatastrofe. Maar het is duidelijk, dat slechts een diepgaande kennis van de inwendige processen in een ster zal kunnen uitmaken wat de voorwaarden voor zulke catastrophen zijn. En het is heel goed mogelijk, dat een bepaalde structuur een deel der sterren voorbeschikt tot zulke opvlammingen, die zich dan bij hen zouden kunnen herhalen. Er zijn trouwens ook enkele gevallen bekend, dat een nova, nadat ze tot een heel klein sterretje was afgenomen, later nog eens tot grotere helderheid opsteeg.

#### 40. GEWONE STERREN

Gaan wij nu van de bijzondere objecten over naar de massa van de gewone sterren. Gewoon, maar daarom niet gelijk. Wij weten van ouds hoe de sterren onderling verschillen in helderheid — dit geeft juist het pittoreske aan de sterrenhemel —; daarenboven verschillen ze nog in kleur.

De verschillen in helderheid zijn al in de oudheid door PTOLEMAEUS, in de sterrenlijst in zijn grote werk, vastgelegd in zes klassen, die hij sterren van de eerste, de tweede, enz. tot de zesde grootte noemde. Ten getale van resp. 15, 45, 208, 474, 217 en 49; de laatsten, die nog juist voor het blote oog zichtbaar zijn, zijn bij hem blijkbaar zeer onvolledig. De naam „grootte” voor deze zes ranggetallen duidt aan, dat ze nog iets meer betekenden dan b.v. 1ste, 2de en 3de kwaliteit; behalve dat een heldere ster in alle talen ook een grote ster wordt genoemd, nam men aan, dat de heldere sterren inderdaad groter lichtvlekjes waren dan de zwakke sterren; TYCHO gaf naderhand voor sterren van de eerste grootte 2', voor die van de derde grootte 1' als middelijn op. Daar het menselijk oog gemakkelijk kleinere helderheidsverschillen dan tussen deze 6 klassen kan onderscheiden, voegde PTOLEMEUS bij een aan-



Het sterrebeeld Orion in BAYER's Uranometria.

tal sterren de woordjes „groter” of „kleiner” toe.

In de eeuwen van opbouw van de nieuwe sterrekunde nam de nauwkeurige bepaling van plaats en beweging de gedachten zozeer in beslag, dat op de helderheid weinig gelet werd. In de ster-atlassen uit de 17de en 18de eeuw dringen zich naar de traditie van de Oudheid de beelden, de mensfiguren en de dieren aan het gezicht op, terwijl daarin de sterren zelf, onvolledig en vaak met verkeerde grootte, ternauwernood duidelijk zijn. De ommekeer naar een rationele moderne hemelcartografie kwam in de 19de eeuw door het