

12. S T E R N F R E U N D E - S E M I N A R , 1 9 8 4

im Planetarium der Stadt Wien - Zeiss Planetarium

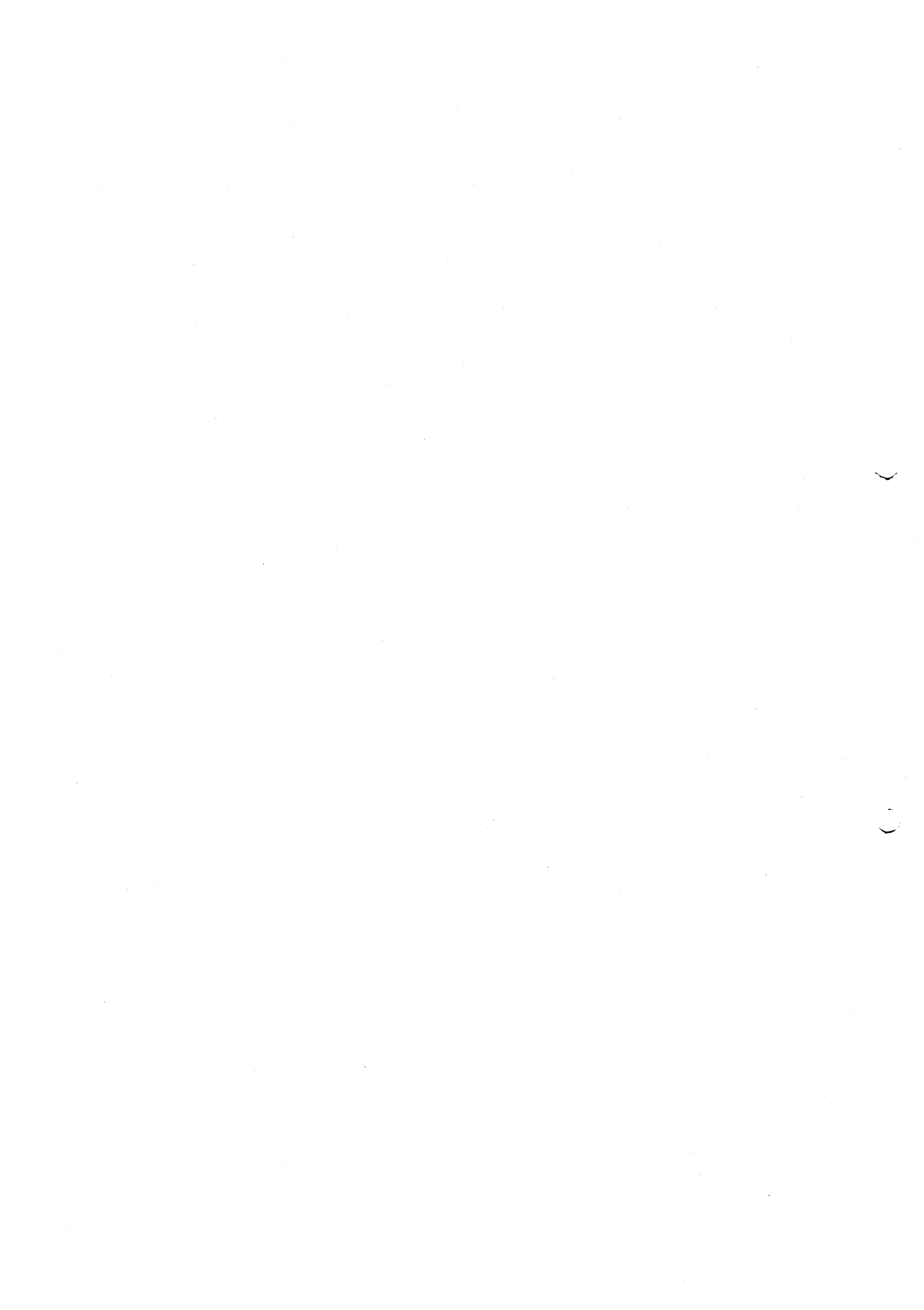
D I E S O N N E

Jubiläums-Seminar von besonderer Art und Umfang, anlässlich des sechzigjährigen Bestehens des österreichischen Astronomischen Vereins, mit Förderung durch das Institut für Astronomie, Universität Graz.

- 1 Titelblatt und Inhaltsverzeichnis.
- 2 - 6 Auswahl von Literatur über die Sonne (mit Ausstellung).
- 7 - 16 Aus der Geschichte der Sonnen-Forschung (Renate Birnkraut, Wien).
- 17-71 Instrumente zur Beobachtung der Sonne im visuellen Spektralbereich (Wiss.Oberrat Dr.Thomas Pettauer, Sonnenobservatorium Kanzelhöhe der Universität Graz).
- 72-89 Die Sonne als Stern. FESTVORTRAG aus Anlaß 60 Jahre Österreichischer Astronomischer Verein (Einbegleitung: Senatsrat Dipl.Ing.Johann Albrecht. Festredner: Univ.-Prof.Dr.Hermann Haupt, Vorstand des Instituts für Astronomie, Univ.Graz).
- 90-130 Erscheinungsformen der Sonnenaktivität. Mit Filmvorführungen (Dr.Alfred Schroll, Sonnenobservatorium Kanzelhöhe, Univ.Graz).
- 131-132 Die Skylab-Mission (Angelika Ivinger, Wien).
- 133-135 Positionsbestimmung auf der Sonne (Holger Reusch, Wien).
- 136-141 Das Sonnenspektrum (Univ.-Ass.Dipl.Ing.Alexander Pikhart, Institut für Informatik, Technische Universität, Wien).
- 142-147 Sonne und Erdatmosphäre. Mit TV-Film, aufgenommen von Col. Henry Hartsfield, Pilot "Columbia IV", 1982, beim Durchflug der Erdatmosphäre (Alexander Probst, Wien).
- 148-150 Die Geräte zur Sonnenbeobachtung auf der Wiener Urania-Sternwarte (Dr.Beate Pietschnig, Wien).
- 151-152 Der "Canon of Solar Eclipses, -2003 to +2526", von Mucke-Meeus.

VERANSTALTER: Planetarium der Stadt Wien (Wiener Urania) und Österreichischer Astronomischer Verein, Seeg.8, A-1090 Wien. SEMINARLEITER: Hermann Mucke (nicht gezeichnete Beiträge). SEMINARPAPIERE als Kurs-Adskript herausgegeben vom Österr.Astron.Verein. Bestellungen: Astronomisches Büro, Hasenwartg.32, A-1238 Wien, Tel.(0222) 88 16 703.

Wiedergabe, auch von Teilen, ist nicht gestattet.



Übersicht: Auswahl von Literatur über die Sonne.

Die folgende Auswahl soll es erleichtern, sich in das Gebiet der Sonnenbeobachtung und Sonnenforschung hineinzufinden.

Zum ersten Kennenlernen

Unter den zahlreichen guten Werken mußte eine Auswahl getroffen werden - darüber hinaus sind weitere Werke zur Ansicht ausgelegt!

K.Kiepenheuer, DIE SONNE. Verständliche Wissenschaft, Nr.68, Springer Verlag, Berlin 1957.

I.Nicolson, DIE SONNE. Verlag Herder, Freiburg 1982.

J.Eddy, A NEW SUN, The Solar Results from Skylab. NASA Sp.402, Washington D.C., 1979.

E.Schröter, PORTRÄT EINES STERNS. Ein Übersicht über den heutigen Stand der Sonnenforschung. Mannheimer Forum 80/81, p.114-171. Boehringer, Mannheim.

W.Dieminger, KENNTNIS VOM ERDNAHEN WELTRAUM IM WANDEL EINES JAHRHUNDERTS. Nova Acta Leopoldina, Neue Folge Nr.199, Band 36, J.A.Barth, Leipzig 1971.

Sonnenbeobachtung für den Amateur

Ausführlicher beschreiben die Instrumente und Methoden der Sonnenbeobachtung für den Amateur ältere und neuere Handbücher:

J.Plassmann und Mitautoren, HEVELIUS, HANDBUCH FÜR FREUNDE DER ASTRONOMIE UND KOSMISCHEN PHYSIK, F.Dümmler Verlagsbuchhandlung, Berlin 1922: T.Epstein, Die Beobachtung der Sonne; F.Becker, Astrospektroskopie - das Sonnenspektrum; H.Kolbow, Instrumente; C.Jensen, Geophysik.

R.Henseling und Mitautoren, ASTRONOMISCHES HANDBUCH, 2.Aufl., Franckh'sche Verlagshandlung, Stuttgart 1924: W.Voß, Die Sonne.

J.Sidgwick, AMATEUR ASTRONOMER'S HANDBOOK, Pelham Books, London 1979. Vom gleichen Autor: OBSERVATIONAL ASTRONOMY FOR AMATEURS, 2.Aufl., G.Fielder, Faber & Faber Ltd., London 1954.

G.Roth und Mitautoren, HANDBUCH FÜR STERNFREUNDE, 3.Aufl., Springer-Verlag, Berlin 1981: R.Müller, Die Sonne; W.Petri, Beobachtung totaler Sonnenfinsternisse; R.Häfner, Die Spektroskopie von

## 1. Fortsetzung Übersicht: Auswahl von Literatur über die Sonne.

Himmelskörpern; W.Sandner, Leuchtende Nachtwolken, Polarlichter, Zodiakallicht; W.Altenhoff, Radioastronomie für Amateurastronomen; K.Schütte, Moderne Sonnenuhren.

R.Beck, H.Hilbrecht, K.Reinsch, P.Völker, HANDBUCH FÜR SONNENBEOBACHTER. Fachgruppe Sonne der Vereinigung der Sternfreunde (VdS), c/o W.Foerster-Sternwarte, Berlin W. 1982. Reichhaltiges Werk zur amateurmäßigen Sonnenbeobachtung, verfaßt von 28 Amateursonnenbeobachtern: Instrumente und Hilfsmittel / Beobachtung und Auswertung / Sonnenfinsternisse / *Umfangreiches* Literaturverzeichnis, auf das hier in dieser Übersicht natürlich besonders verwiesen sei / Stichwortverzeichnis.

SONNE, Mitteilungsblatt der Amateursonnenbeobachter, herausgegeben von der gleichen Gruppe und Stelle, Kontaktadresse: P.Völker, c/o W.Foerster-Sternwarte, Munsterdamm 90, Berlin-W.

### Eingehendere Literatur zur Physik der Sonne

Die Auswahl muß sich auf modernere Werke ab 1965 beschränken; eine Ausnahme macht wegen seiner Bedeutung nur der erstgenannte Titel.

M.Waldmeier, ERGEBNISSE UND PROBLEME DER SONNENFORSCHUNG. 2.Aufl., Akademische Verlagsgesellschaft, Leipzig 1955. Grundlegendes, heute leider nur mehr schwer erhältliches Werk.

H.Scheffler, H.Elsässer, PHYSIK DER STERNE UND DER SONNE. Bibliogr. Institut, Mannheim 1974.

A.Bruzek, C.Durrant, ILLUSTRATED GLOSSARY FOR SOLAR AND SOLAR-TERRESTRIAL PHYSICS. Astrophysics and Space Science Library No.69, D.Reidel, Dordrecht 1977. Modernes Nachschlagewerk.

C.de Jager, THE STRUCTURE OF THE QUIET PHOTOSPHERE AND THE LOW CHROMOSPHERE. Proceedings of the Bilderberg Conference, Arnhem, 1967. D.Reidel, Dordrecht 1968.

V.Bumba, J.Kleczeck, BASIC MECHANISMS OF SOLAR ACTIVITY. Proceedings of the IAU Symposium No.71, Prag 1975. D.Reidel, Dordrecht 1976.

K.Kiepenheuer, STRUCTURE AND DEVELOPMENT OF SOLAR ACTIVE REGIONS. Proceedings of IAU Symposium No.35, Budapest 1967. D.Reidel, Dordrecht 1968.

E.Tandberg-Hanssen, SOLAR PROMINENCES. Geophysics and Astrophysics monographs, Vol.12, D.Reidel, Dordrecht 1974.

2. Fortsetzung Übersicht: Auswahl von Literatur über die Sonne.

Z. Švestka, SOLAR FLARES. Geophysics and Astrophysics Monographs, Vol. 8. D. Reidel, Dordrecht 1976.

C. Macris, PHYSICS OF THE SOLAR CORONA. Proceedings of the NATO Advanced Study Institute, Cavouri-Vouliagmeni, Athen, 1970. Astrophysics and Space Science Library No. 27, D. Reidel, Dordrecht 1971.

S. Kane, SOLAR GAMMA-, X-, AND EUV RADIATION. Proceedings of IAU Symposium No. 68, Buenos Aires, 1974. D. Reidel, Dordrecht 1975.

W. Schmidt, H. Gründwaldt, THE SOURCE REGION OF THE SOLAR WIND. D. Reidel, Dordrecht 1982.

D. Gough, PROBLEMS OF SOLAR AND STELLAR OSCILLATIONS. Proceedings of the IAU Colloquium No. 66, Crimean Astrophysical Observatory, U.S.S.R., 1981.

R. Howard, SOLAR MAGNETIC FIELDS. Proceedings of IAU Symposium No. 43, College de France, Paris 1970. D. Reidel, Dordrecht 1971.

E. Priest, SOLAR MAGNETOHYDRODYNAMICS, Geophysics and Astrophysics Monographs, Vol. 21. D. Reidel, Dordrecht 1982.

C. de Jager, THE SOLAR SPECTRUM. Proceedings of the Symposium, Utrecht 1963. Astrophysics and Space Science Library, No. 1. D. Reidel, Dordrecht 1965.

Periodica:

C. de Jager, Z. Švestka, SOLAR PHYSICS, A Journal for Solar Research and the Study of Solar Terrestrial Physics. D. Reidel, Dordrecht.

PRELIMINARY REPORT AND FORECAST OF SOLAR-GEOPHYSICAL DATA. NOAA-USAF Space Environment Services Center, Boulder, Colorado, U.S.A. Erscheint wöchentlich.

Torelli, SOLAR PHENOMENA. Osservatorio Astronomico di Roma, Monte Mario.

#### Solar-Terrestrische Beziehungen

J. Pertner, F. Exner, METEOROLOGISCHE OPTIK. 2. Aufl., Braumüller, Wien, 1922. Grundlegendes, heute leider nur mehr schwer erhältliches Werk über optische Phänomene in der Erdatmosphäre.

M. Uibe, ÜBER DIE HELBIGKEITSVERTEILUNG DES DIFFUSEN SONNENLICHTES AM KLAREN HIMMEL. Teubner, Leipzig 1918.

D. O'Connell, THE GREEN FLASH AND OTHER LOW SUN PHENOMENA. North Holland Publ. Comp., Amsterdam 1958.

### 3. Fortsetzung Übersicht: Auswahl von Literatur über die Sonne.

- C. Abbot, SOLAR VARIATION AND WEATHER, A Summary of the Evidence, Completely Illustrated and Documented. Smithsonian Miscellaneous Collections, Vol. 146, No. 3. Smithsonian Institution, Washington 1963.
- L. Harang, DAS POLARLICHT. Akademische Verlagsgesellschaft, Leipzig 1940.
- A. Mitra, IONOSPHERIC EFFECTS OF SOLAR FLARES. Astrophysics and Space Science Library, No. 46. D. Reidel, Dordrecht, 1974.
- H. Ackermann, IONOSPHERE UND KURZWELLENEMPfang, Scheunemann, Frankfurt 1980.
- W. Harranth, ADXB VADEMECUM. Assoziation junger DXer in Österreich, c/o Postfach 11, A-111 Wien, 1979. Enthält auch Beiträge zum Thema Funkempfang und Sonnentätigkeit sowie über Zeitsignale und deren Empfang.
- J. Ortner, H. Maseland, INTRODUCTION TO SOLAR TERRESTRIAL RELATIONS. Proceedings of the Summer School on Space Physics, Alpbach, 1963. Astrophysics and Space Science Library, No. 2. D. Reidel, Dordrecht 1965.
- E. Dyer, SOLAR-TERRESTRIAL PHYSICS. Proceedings of the International Symposium on Solar-Terrestrial Physics, Leningrad, 1970. Astrophysics and Space Science Library, No. 29, D. Reidel, Dordrecht, 1972.
- M. Shea, D. Smart, STUDY OF TRAVELLING INTERPLANETARY PHENOMENA. Proceedings of the L. de Feiter Memorial Symposium, Tel Aviv 1977. Astrophysics and Space Science Library, Vol. 71. D. Reidel, Dordrecht 1977.
- J. Roederer, PROGRESS IN SOLAR-TERRESTRIAL PHYSICS. D. Reidel, Dordrecht 1983.

### Tafelwerke

- ASTRONOMICAL ALMANAC, H. M. Nautical Almanac Office, Greenwich und Nautical Almanac Office, U.S. Naval Observatory, Washington, Superintendent of Documents, U.S. Government Printing Office, Washington D.C. 20402.
- P. Hergel, SOLAR COORDINATES 1800-2000. Astronomical Papers, prepared for the use of the American Ephemeris and Nautical Almanac,

#### 4. Fortsetzung Übersicht: Auswahl von Literatur über die Sonne.

Vol. XIV. U.S. Naval Observatory, Washington, D.C., 1953.

- J. Meeus, TABLES OF MOON AND SUN. Kesselberg Sterrenwacht, 1962, c/o Heuvestr. 31, B-3071 Erps-Kwerps. Sonnen-, Mondort, Finsternisse.
- J. Meeus, C. Grosjean, W. Vanderleen, CANON OF SOLAR ECLIPSES. Pergamon Press, Oxford 1966. +1898 bis +2510; u.a. geogr. Koordinaten der Zentrallinienecken, Zentralitätstermine, Sonnenhöhen und Breite der Totalitäts-/Ringförmigkeitszone. Nur mehr schwer erhältlich.
- H. Mücke, J. Meeus, CANON OF SOLAR ECLIPSES, -2003 to +2526. (Analog dazu J. Meeus, H. Mücke, CANON OF LUNAR ECLIPSES, 2. Aufl.) 1984. Astronomisches Büro, Hasenwartg. 32, A-1238 Wien.
- M. Waldmeier, THE SUNSPOT ACTIVITY IN THE YEARS 1610-1960, Schulthess & Co., Zürich 1961.
- M. Waldmeier, THE SUNSPOT ACTIVITY IN THE YEARS 1961-1975, Astronomische Mitteilungen der Eidgenöss. Sternwarte Zürich, Nr. 346.
- J. Meeus, SUNSPOT ACTIVITY 1749-1976. Memoirs 4, Vereniging Voor Sterrenkunde, c/o Ringlaan 3, B-1180 Brüssel, 1977.
- Landolt-Börnstein, ZAHLENWERTE UND FUNKTIONEN. Neue Serie VI, Springer Verlag, Berlin 1965. U.a. Spektrallinientafeln.

#### Erdglobus, einstellbar auf Uhrzeit und Datum

Marke PLANET ERDE, 34 bzw. 26cm Ø, Columbus Verlag, Weinheim. Auf- und Untergang, Azimut, Höhe der Sonne; Beginn, Ende der Dämmerungen für beliebige Orte der Erde (außer Antarktis) bestimmbar.

#### Beobachtungsinstrumente, Sonnenuhren, Sonnenenergietechnik

- H. King, THE HISTORY OF THE TELESCOPE. C. Griffin, London 1955.
- H. Teske, J. Reiche, SONNENFORSCHUNGSANLAGEN. Die Sterne, Heft 5/1982, 2/1983. J.A. Barth, Leipzig.
- ASTRONOMISCHE INSTRUMENTE, Katalog C. Zeiss und Katalog Jenoptik, 1970.
- L. Loske, DIE SONNENUHREN. Verst. Wiss. Bd. 69, Springer, Berlin 1959.
- J. Drecker, THEORIE DER SONNENUHREN. Geschichte der Zeitmessung und der Uhren, Bd. I, Lieferung E. W. de Gruyter, Berlin 1925.
- INFORMATIONSWERK SONNENENERGIE, 1-4, U. Pfriemer Verlag, München 1976.

Die meisten Werke werden in der Pause zur Ansicht aufgelegt!





Referat: Aus der Geschichte der Sonnenforschung

KOSMISCHE ROLLE DER SONNE (Örter, Entfernung, Größe, Drehung, Inneres)

- 1374 Mai 3 jul., Ugarit (Ras Shamra): Totale Sonnenfinsternis beobachtet.
- 650 Um diese Zeit Beginn der babylonischen Wandelgestirnrechnung mit System A (Treppenfunktion) und System B (lineare Zickzackfunktion): Sonnenörter berechnet.
- 609 bis -546 Anaximander: Entfernung der Sonne zur 27fachen der des Mondes geschätzt; Mond 18 Erdradien weit.
- 584? bis -524 Anaximenes: Sonne aus der Erde hervorgegangen und infolge rascher Bewegung in Brand geraten.
- 564? bis -479 Xenophanes: Sonne besteht aus glühenden Wolken, die sich täglich aus kleinen Feuerpartikeln neu bilden und beim Untergang verlöschen.
- 498? bis 427 Anaxagoras: Sonne ist eine Masse glühenden Gesteins von der Größe des Peloponnes.
- 482 bis -424? Empedokles: Sonne ist eine Ansammlung feuriger Gase und doppelt so groß und doppelt so weit wie der Mond.
- 431 Metonischer Zyklus (19 tropische Jahre = 235 synodische Monate) zur Kalenderverbesserung bei den Olympischen Spielen dieses Jahres angenommen. Schule von Meton und Euctemon: Jahrlänge.
- 319? bis -449 Aristarch: Heliozentrisches System und Messung der Entfernung Erde-Sonne zur 19fachen der Entfernung Erde-Mond. Im griechischen Kulturbereich gefolgert: Sonne hat etwa 5mal größeren Durchmesser als Erde.
- 161 bis -127 Tagundnachtgleichen und Wenden von Hipparch gemessen (vgl. Heft 8/1970, p.118 ff., N. Pachner: Der Alexandrinische Sonnenring). Theorie der Sonnenbewegung. Sonne hat 7mal größeren Durchmesser als Erde.
- 140 Syntaxis (Almagest) des Ptolemaios. Zusammenfassende Darstellung des himmelskundlichen Wissens dieser Zeit; geozentrisches System. Sonnen-, Mond- und Planetentafeln.
- 1252 Alfonsinische Tafeln. Neuausgabe 1867.
- 1543 Copernicus: Heliozentrisches System quantitativ ausgearbeitet, "De Revolutionibus Orbium Coelestium" erscheint.
- 1584 Giordano Bruno "Lo Spaccio della bestia trionfante": Fixsterne sind andere Sonnen im All.
- 1576 Tycho Brahe: Uraniborg. Erneuerung der Astronomie durch genauestmögliche Beobachtungen mit

## 1. Fortsetzung Referat: Aus der Geschichte der Sonnenforschung

- freisichtigen Meßgeräten. "Tychonisches System": Erde bleibt Mitte, wird von Sonne umlaufen, um welche sich die Planeten bewegen.
- 1609 Kepler: "Astronomia Nova" mit den beiden ersten Kepler'schen Gesetzen. Drittes folgt 1619.
- 1666 Newton: Gravitationsgesetz gefunden und 1687 veröffentlicht. Klassische Himmelsmechanik begründet, die erst durch die Relativitätstheorie verbessert wird: Einstein 1905 spezielle, 1916 allgemeine Relativitätstheorie.
- 1672 Sonnenentfernung  $1 \text{ AE} = 138\,370\,000 \text{ km}$  aus Marsparallaxe von Cassini.
- 1678 Halley schlägt Messung der Venusparallaxe bei Venusdurchgang vor. Expeditionen 1761, 1769 (u. a. Euler) und 1874, 1882 (u. a. Airy).  $1 \text{ AE} = 150\,152\,000 \text{ km}$ .
- 1795 Herschel veröffentlicht ein allgemeines Sonnenbild: Flecken sind Löcher in Wolken, unter denen man die feste, vielleicht bewohnbare Oberfläche sieht. Die Photosphäre, also die Wolken, schützen die Sonne vor den heißen, äußeren Schichten.
- 1848 Mayer meint, die Sonnenwärme entstehe durch Meteoriteneinschläge. Doch bald Bedenken wegen des zu großen Massenzuwachses.
- 1850 Helmholtz: Kontraktionstheorie. Die Wärme entsteht durch Schrumpfung der Sonne, bei  $120 \text{ m}$  im Jahr würde das 22 Millionen Jahre möglich sein. 50 Jahre später zeigen geologische Ergebnisse, daß das Alter der Erde viel größer ist.
- 1860 Secchi versucht als Erster die Sonne als glühenden Gasball ohne festen Kern darzustellen, geleitet von der Spektralanalyse.
- 1861 Kirchhoff nimmt an: Photosphäre ist glühende Oberfläche eines festen oder flüssigen Sonnenkerns. Sonne hat noch weniger heiße Atmosphäre, in der die Fraunhoferlinien entstehen.
- 1863 Carrington bestimmt die Elemente der differentiellen Rotation der Sonne und verbessert den Wert für die Neigung der Rotationsachse. Heute Sonnenrotationen gezählt nach Carrington: 25,38 Tage, Beginn Rotation 1 am 9. November 1853.
- 1865 Faye entwickelt neue Sonnentheorie: Sonne besteht ganz aus Gas und Wärme gelangt durch Konvektion nach außen.
- 1879 Stefan und Boltzmann finden das Strahlungsgesetz und geben die Oberflächentemperatur mit  $6000^\circ$  an.
- 1880 Langley erfindet das Bolometer und Violle mißt die Solarkonstante. Temperatur bestätigt.
- 1896 Sonnenparallaxe  $8,8''$  international angenommen,

## 2. Fortsetzung Referat: Aus der Geschichte der Sonnenforschung

- sie wurde aus Erosbeobachtungen gefunden.
- 1925 Eddington: Erstmals atomare Prozesse als Quelle der Sonnen- und Sternenergie erkannt.
- 1931 Spencer-Jones erhält aus Erosbeobachtungen 1 AE = 149 654 000 km. Neuere Messungen mit Radar (Venus) ergeben  $149\,597\,892 \pm 1$  km.
- 1937/38 finden Bethe und Weizsäcker unabhängig von einander den Bethe-Weizsäcker-Zyklus.
- 1970 Hill entdeckt die Sonnenabplattung von 0,005%.
- 1973 Dicke: Sonne oszilliert mit verschiedenen Perioden von 5 Minuten bis zu 1 Stunde. Die maximale Amplitude beträgt nur 5 km und die Maximalgeschwindigkeit 10 m/s.
- 1976 Auffindung einer weiteren globalen Oszillation mit längerer Periode, 2h40m.
- 1979 Eddy und Boornazian finden ein Schrumpfen der Sonne um 0,1% im Jahrhundert. Noch umstritten.

### FLECKE, FLARES, AKTIVITÄTSZYKLUS DER SONNE

- 301 bis 1205 Systematische Beobachtungen von Sonnenflecken in der Enzyklopädie des Ma Twan Lin. Beschreibung der Flecke durch Vergleich mit Äpfeln, Datteln, Enten ...
- 807 Araber sehen 8 Tage (!) lang Merkur vor der Sonnenscheibe; ähnlicher Bericht aus dem Jahr 840, 90 Tage lang Venus vor der Sonne gesehen. Dabei handelt es sich sehr wahrscheinlich um Flecke.
- 1500 um diese Zeit sieht der Inka Huyana Capac Flecke und zweifelt daher an der Gottheit der Sonne.
- 1607 Kepler hält einen Sonnenfleck für Merkurdurchgang.
- 1610 im November beobachtet Galilei Sonnenflecke. Zuerst glaubt er, es seien kleine Satelliten, doch dann erklärt er sie als Wolken der Sonne. Er bemerkt auch die Rotation der Sonne und veröffentlicht seine Ergebnisse 1613: "Istoria e dimonstrationi alle macchie solari e loro accidenti". Galilei hat aber der Sonnenbeobachtung nicht allzu viel Bedeutung zugemessen: In seinem "Sidereus Nuntius" erwähnt er sie nicht. Er beobachtete direkt, wenn die Sonne tief stand oder durch Dunst abgeschwächt war. Im Dezember desselben Jahres bis ins Frühjahr 1611 beobachtet Fabricius die Sonne. Er war der Erste, der die Entdeckung der Sonnenflecke bekanntgab, 1611: "De maculis in sole observatis, et apparente earum cum sole conversione, narratio". Wie Galilei glaubt auch er, daß sie der Sonne angehören, sieht Rotation und beobachtet direkt.

### 3. Fortsetzung Referat: Aus der Geschichte der Sonnenforschung

- 1611 im März beobachtet Scheiner die Sonne und stellt Flecke fest. Er berichtet die Entdeckung seinem Provinzial Busäus, der ihm von weiterer Beobachtung abrät. Scheiner wagt erst ab Oktober wieder zu beobachten; damit beginnt die längste und vollständigste Beobachtungsserie dieser Zeit. 1630 veröffentlicht er "Rosa Ursina sive Sol ex admirando facularum et macularum suarum phaenomeno varius, nec non circa centrum suum et axem fixum ab ortu in occasum conversione quasi menstrua, super polos propios mobilis". Neben den Flecken beobachtet er also auch die Fackeln und entdeckt die differentielle Rotation. Er gibt die Neigung der Rotationsachse zu  $6^\circ$  bis  $8^\circ$  an, ein Wert, der 200 Jahre nicht verbessert wurde. Er wendet die Projektionsmethode an, später benützt er auch gefärbte Linsen. Auch andere Beobachter sehen Sonnenflecke und entwickeln Beobachtungsmethoden und Theorien. Harriot beobachtete wenige Tage nach Fabricius und verwendete gefärbte Linsen. Kepler meinte, die Flecke seien nicht fest mit der Sonne verbunden. Marius kam durch jahrelange Beobachtungsreihen zu der Überzeugung, die Flecke seien Schlacken, die auf der Sonne schwimmen.
- 1769 Wilson entdeckt, daß die Sonnenrotation die Umbra eines Flecks gegen den Sonnenrand hin immer exzentrischer in der Penumbra erscheinen läßt: "Wilson-Effekt", Umbren liegen tiefer. Frühere Annahme: Flecke sind Berge oder gar Vulkane.
- 1775 Horrebow nimmt an, daß der Wechsel der Fleckenhäufigkeit nicht regellos ist. Veröffentlicht diese Vermutung aber nicht; damals Meinung, daß Fleckenzahlwechsel regellos.
- 1795 Herschel glaubt, daß Sonnenflecke Öffnungen sind: Unter ihnen sei feste Oberfläche sichtbar.
- 1843 Schwabe leitet aus Beobachtungen 1826-1843 ab, daß Flecken im Zyklus von 10 Jahren variieren.
- 1848 Wolf führt die Sonnenfleckenrelativzahl  $R$  ein:  $R = k(10g + f)$ .  $k$  Konstante,  $g$  Gruppenzahl,  $f$  Fleckenzahl.
- 1850 Laugier entdeckt: Flecke haben Eigenbewegung.
- 1852 Wolf: Alle Beobachtungen seit 1611 in Relativzahlen umgesetzt, findet Periode von 11,111 Jahren und weist Korrelation zwischen Fleckentätigkeit und Nordlichterscheinungen nach.
- 1858 Carrington und davon unabhängig 1880 Spörer finden das "Schmetterlingsphänomen".
- 1859 Carrington und Hodgson beobachteten erstmalig einen Flare: Nahe Fleckengruppe Eruption, die

#### 4. Fortsetzung Referat: Aus der Geschichte der Sonnenforschung

- heller als Photosphäre ist - Lichtblitz scheint sich zu bewegen und verschwindet nach 5 Minuten. Auswirkungen auf Erdmagnetfeld vermutet, da starkes Nordlicht sichtbar war.
- 1878 Beginn der Ermittlung der Flächenzahl in Greenwich.
- 1890 um diese Zeit finden Carrington und Spörer, daß Flecken infolge Eigenbewegung polwärts bewegt.
- 1892 Hale erzeugt das erste Flare-Spektroheliogramm.
- 1893 Maunder entdeckt "Maunderminimum" zwischen 1645 und 1715 (Flamsteed: 7 Jahre kein Fleck gesehen).
- 1909 Evershed-Effekt: Materie strömt mit 2 km/s aus dem Fleck.
- 1931 Hale sammelt alle Flare-Beobachtungen.
- 1935 Waldmeier formuliert nach Arbeiten von Wolf die "Waldmeier'schen Gesetze" über die Form des Aktivitätszyklus: Je höher Maximum, desto kürzer die Anstiegszeit / Je höher Maximum, desto mehr Flecke 5 Jahre später / Je höher Maximum, desto größer Abstiegsfläche / Anstiegsflächen fast unabhängig von der Höhe der Maxima.
- 1938 Waldmeier: Züricher Fleckenklassifikation. Zuerst 8stufig, dann 1939 durch Brunner 9stufig. Klassifikation beginnt mit A, Einzelfleck ohne Penumbra, über bipolare Gruppen steigender Größe B-G bis zu Einzelflecken mit Penumbra H-J: Zugleich Entwicklungsschema.
- 1941 Waldmeier findet lineare Beziehung zwischen Flächen- und Relativzahl. Nur für Mittelwerte bei nicht zu großer Aktivität sinnvoll.
- 1961 Leighton-Babcock-Modell der Sonnenflecke, heute gültig: Flecke sind an die Oberfläche getretene Magnetfelder, die Materieströmung und demzufolge Abkühlung auslösen. Verlagerung der Felder soll durch differentielle Rotation erfolgen.
- 1969 Steenbeck und Krause erweitern das Fleckenmodell durch die Dynamotheorie.

#### ATMOSPHERE DER SONNE

- 50? bis 125? Plutarch: Erwähnt Korona und schreibt restliche Himmelsklarheit bei total bedeckter Sonne diesem Strahlenkranz zu.
- 968 Dezember 22, totale Sonnenfinsternis mit eindeutigen Berichten über Koronabeobachtungen.
- 1239 Juni 3, totale Sonnenfinsternis: Muratori beschreibt Korona. In Norditalien rund um die Sonne Kreis und im unteren Teil feurige Öffnung gesehen. Wahrscheinlich ältester Bericht über die Beobachtung einer Protuberanz (Ann.Re.Ital. t.XVI, col.1097).

## 5. Fortsetzung Referat: Aus der Geschichte der Sonnenforschung

- 1560 August 21, totale Sonnenfinsternis: Clavius beobachtet Korona in Coimbra.
- 1598 Kepler teilt spekulativ die Korona der Sonne zu.
- 1706 Stannion sieht während Finsternis (Mai 12, total) einen blutroten Fleck, womit offenbar eine Protuberanz gemeint ist.
- 1733 Vassenius beobachtet Finsternis (Mai 13, total) in Schweden und berichtet erstmalig wissenschaftlich und unzweifelhaft über Protuberanzen. Es sah 3 oder 4 rötliche Flecke, "wolkenförmig über der Mondatmosphäre". Celsius 1735: Auch andere Beobachter sahen dieses Phänomen.
- 1778 Ulloa beobachtet Protuberanzen als "Löcher im Mond".
- 1842 Juli 8., totale Sonnenfinsternis: Bailey, Airy, Struve und Schidlofsky beobachteten in Frankreich und Italien und beschreiben Protuberanzen als "Sonnenberge". Begriff Protuberanz geprägt. Erstmalig spezielle Beobachtungen der Korona.
- 1851 Juli 28, totale Finsternis, Secchi und Young in Norwegen und Schweden: Protuberanzen sind keine Berge, sondern Wolken. Korona-Photographie.
- 1860 Juli 18, totale Finsternis: De la Rue und Secchi gelingt Nachweis, daß Protuberanzen solaren Ursprungs sind.
- 1868 August 18, totale Finsternis: Lockyer und Frankland definieren und bezeichnen die Chromosphäre. Protuberanzen werden der Chromosphäre zugezählt. Erstmals sehen Janssen und Lockyer das Licht der Protuberanzen außerhalb einer Finsternis: Spalt des Spektroskops tangential zum Sonnenrand und Emissionslinien gesehen.
- 1871 bis 1878: Durch Vergleich von photographischen Aufnahmen Veränderlichkeit der Korona erkannt.
- 1872 Secchi klassifiziert Protuberanzen nach ihrem Aussehen: Ruhende und aktive. Weitererteilung: Nebel-, Strahlen-, Wolken-, Ausströmungs-Formen.
- 1877 Secchi befaßt sich mit dem Sonnenrand und den Spiculen (brennende Prärie).
- 1903 Hale und Ellerman nennen Chromosphärendetails Flocculi.
- 1906 Schwarzschild: Erste systematische Messungen an Protuberanzen-Spektren.
- 1920 Die Saha-Gleichung für Sterne, angewandt auf die Sonne, gibt Druck in Chromosphäre sehr niedrig.
- 1931 Lyot photographiert mit dem von ihm erfundenen Koronographen die innere Korona und untersucht Spektralbereich 330 bis 1200 nm. Mehrere Koronalinien und weitere Details der Chromosphäre entdeckt (Spiculen: Dark mottles; Bright mottles..). Chapman und Ferraro erklären geomagnetische

## 6. Fortsetzung Referat: Aus der Geschichte der Sonnenforschung

Stürme zu Zeiten solarer Flares. Als Folge von Flares strömen Wolken ionisierter Gase aus der Sonne und verursachen u.a. Polarlichter.

1974 Tandberg-Hanssen: Buch "Solar Prominences".

### MAGNETFELD DER SONNE UND DER SONNENFLECKE

1836 Gauß gründet den Göttinger Magnetischen Verein, der von 1836-1841 an 50 Observatorien beobachtet und Variationen des Erdmagnetismus feststellt.

1851 Lamont bemerkt, daß Schwankungen der magnetischen Deklination in ca. 10jähriger Periode zu- und abnehmen. Sabine weist auf Zusammenhang dieser Störung mit dem solaren Aktivitätszyklus hin. Wenige Monate später zeigen Wolf und Gautier, daß die Lamont'schen Deklinationsschwankungen im Fleckenmaximum am größten und im Minimum am kleinsten sind.

1889 Bigelow vermutet ein solares Magnetfeld.

1908 Hale und seine Mitarbeiter beobachten am Mt. Wilson erstmalig den Zeeman-Effekt in Sonnenflecken (Linienaufspaltung zufolge Magnetfeld). Fleckenfelder von 1000 G werden gemessen, die magnetischen Polaritäten entdeckt.

1913 Hale mißt das solare Magnetfeld zu 50 G. Heute: Solares Feld 1 G, Netzwerk 25 G, Flecken 3000 G.

1951 Biermann versucht zu erklären, warum Kometenschweife immer von der Sonne wegzeigen und vermutet einen kontinuierlichen Strahlungsdruck.

1954 Zuverlässige Messungen des allgemeinen Feldes.

1957, 1958 beobachtet Babcock die Umpolung des allgemeinen solaren Magnetfeldes, 11 Jahre später neuerliche Umpolung von Howard beobachtet.

### SPEKTRUM DER SONNE

1500 In dieser Zeit beobachtet und beschreibt Leonardo da Vinci, wie ein Sonnenstrahl, der durch ein Glas Wasser fällt, in seine Farben zerlegt wird.

1666 Newton erzeugt das Sonnenspektrum durch ein Glasprisma und erkennt, daß weißes Licht eine Mischung aller Farben ist sowie, daß die Sonne im Gelben am hellsten leuchtet. Er beschreibt das Sonnenspektrum durch die 7 Hauptfarben.

1802 Wollaston erkennt einige dunkle Linien im Sonnenspektrum und erklärt sie als Farbentrennung.

1814 Fraunhofer baut einen Spektralapparat, mit dem er einige hundert Linien sehen und messen kann. Für ihn als Optik-Konstrukteur sehr wichtige Marken im Spektrum zur Glasbrechwert-Messung. Noch heute "Fraunhofer'sche Linien" A - K.

## 7. Fortsetzung Referat: Aus der Geschichte der Sonnenforschung

- 1833 Brewster zeigt, daß einige "Fraunhofer'sche Linien" durch Absorption in der Erdatmosphäre entstehen: Linienstärke schwankt mit Sonnenhöhe.
- 1841 Doppler findet Spektrallinien-Verschiebung in Abhängigkeit von der Geschwindigkeit der Lichtquelle im Visionsradius: "Doppler'sches Prinzip". Später schlägt Fizeau Anwendung auf Sonne vor.
- 1859 Kirchhoff und Bunsen deuten die Spektrallinien. Kirchhoff findet, daß dunkle D-Linie hell wird, wenn Natriumlicht das Sonnenlicht überlagert. Grundgesetze der Spektroskopie gefunden: Glühende feste und flüssige Körper geben kontinuierliches, glühende Gase ein Linien- oder Bandenspektrum / Jedes Element kann die Strahlung absorbieren, die es auch emittieren kann. Diese Grundgesetze stellen gewissermaßen den Beginn der Astrophysik dar.
- 1862 Kirchhoff: "Untersuchungen über das Sonnenspektrum und die Spectren der chemischen Elemente".
- 1868 Ångström veröffentlicht die Wellenlängen von 1200 Linien und identifiziert davon ca. 600. Er verwendet erstmals die nach ihm benannte Einheit  $1 \text{ \AA} = 0,1 \text{ nm}$ .  
Janssen und Lockyer finden in Spektrum der Protuberanzen während einer totalen Sonnenfinsternis Linien eines neuen Elementes, das Helium genannt wird. Erste spektroskopisch beobachtete Finsternis (1868 August 18). Auch Secchi und De la Rue finden, daß Protuberanzen einzelne helle Linien aussenden und deshalb solaren Ursprungs sind.
- 1869 Harkness, Young und Pickering entdecken die grüne Koronalinie  $\lambda = 530,3 \text{ nm}$  und schreiben sie einem Element "Coronium" zu. Sie entdecken auch das kontinuierliche Koronaspektrum.
- 1870 Dezember 22, totale Finsternis: Young entdeckt in Spanien das Flash-Spektrum. Im Spektroskop erscheinen 2<sup>s</sup> lang Emissionslinien; die Chromosphäre wird "umkehrende Schicht" genannt.
- 1885 Balmer: Formel zur Berechnung der Wellenlängen der Wasserstoff-Linien - "Balmer-Serie".
- 1887 Rowland: Atlas des Sonnenspektrums, 14000 Linien.
- 1890 Scheiner: Erstmals Beugungsgitter verwendet.
- 1895 Ramsey: Helium im Quellwasser nachgewiesen.
- 1895 Rowland: Neue Ausgabe des Sonnen-Spektralatlas, ca. 20.000 Linien zwischen 297,5 und 733,1 nm mit einer Genauigkeit von 0,002 nm vermessen.
- 1897 Zeeman zeigt: Magnetfeld spaltet Linien auf.
- 1928 Neue Revision der Rowland-Tafeln.
- 1941 Edlén: Grüne Koronalinie gehört zu Fe XIV.
- 1942 Hey empfängt Radiostrahlung von der Sonne und bringt sie mit großer Fleckengruppe in Zusam-



## 8. Fortsetzung Referat: Aus der Geschichte der Sonnenforschung

- menhang; erst 1954 veröffentlicht.  
1959 Eshleman empfängt erstmals Radarecho von Sonne.

### INSTRUMENTE ZUR SONNENBEOBACHTUNG

- 1842 Lerebours: Erste Daguerreotypie der Sonne.  
1845 Fizeau und Foucault: Randverdunklung der Sonne auf Aufnahmen als reell erkannt, größere Flecke abgebildet.  
1851 Juli 28, totale Finsternis, Berkowski in Königsberg: Erste Daguerreotypie der Korona und der Protuberanzen.  
1858 De la Rue beginnt tägliche Sonnenaufnahmen am Kew-Observatorium, 1872-1880 in Greenwich und ab 1908 am Mt. Wilson: Flächenzahl ermittelt.  
1860 Amici erfindet das Gradsichtspektroskop.  
1890 Deslandres baut einen Spektroheliographen.  
1892 Hale baut unabhängig Spektroheliographen. Verwendet Kalziumlinie und entdeckt Kalziumfloculi, das chromosphärische Netzwerk und beobachtet Protuberanzen.  
1903 Hale: Erste Photographie in der H $\gamma$ -Linie, Dark Flocculi entdeckt.  
1905 Durch Bemühung Hales Mt. Wilson Observatorium.  
1906 Erstes Turmteleskop für Sonnenbeobachtung.  
1914 Abbot schickt automatisches Pyrheliometer mit Ballon in 24 km Höhe: Solarkonstante gemessen.  
1923 Hale erfindet das Spektrohelioskop.  
1930 Lyot erfindet den Koronographen.  
1933 Lyot baut monochromatische Filter.  
1946 Spektrograph mit V2-Rakete in 55 km Höhe gebracht: Sonnenspektrum bis 240 nm beobachtet.  
1948 Auffindung der Lyman  $\alpha$  - Linie.  
1952 Babcock entwickelt Magnetograph, der solare Felder bis 1 G messen kann. Regelmäßige Beobachtung solarer Felder: Mt. Wilson, Kitt Peak.  
1960 SOLRAD 1, erstes solares Raumfahrzeug: Untersuchung von Röntgen- und Lymanstrahlung, erste Röntgenbilder der Sonne.  
1962 OSO 1 (Orbiting Solar Observatory) bis OSO 8 (1975) untersuchen Spektrum in allen Bereichen, sowie Aufheizung der Korona.  
1964 OGO (Orbiting Geophysical Observatory) untersucht solar-terrestrische Beziehungen.  
1973 SKYLAB: Weißlicht-Koronograph, 3 Röntgeninstrumente, 3 UV-Instrumente und 2 H $\alpha$ -Teleskope untersuchen Chromosphäre, Flares und Korona. Entdeckung der koronalen Löcher als Quelle des Sonnenwindes. 9 Monate Beobachtungsdauer.  
1974 bis 1976 HELIOS-Sonden innerhalb der Merkurbahn, messen Sonnenwind.

9.Fortsetzung Referat: Aus der Geschichte der Sonnenforschung

- 1977 SUN-EARTH-EXPLORER.  
1980 SOLAR MAXIMUM MISSION: Weißlicht-, UV-, Röntgen-  
und Gammastrahlungs-Instrumenten. Erforschung  
der Entwicklung der Korona in der Nähe des Akti-  
vitätsmaximums und Gesamtstrahlungs-Untersuchung.

Die Unterlagen zu diesem Referat sind auch im "Sternen-  
boten", Heft 3/1984, p.34-45, veröffentlicht worden.

Renate Birnkraut  
Schwendergasse 45/19  
A-1150 W I E N

Gastvortrag: Instrumente zur Beobachtung der Sonne im visuellen Spektralbereich

1) Einleitung

Die Sonne als gewöhnlicher Hauptreihenstern nimmt unter den Sternen eine Sonderstellung ein da ihre Atmosphäre und Aktivität im Detail studiert werden kann. Die Sonne wird praktisch im ganzen elektromagnetischen Spektrum beobachtet, auch Teilchenströme, wie Sonnenwind und Neutrinos werden registriert. Dies bedingt eine Vielfalt von Beobachtungsinstrumenten, jedes für die entsprechende Strahlung und den speziellen Beobachtungszweck ausgelegt. Im folgenden soll nur auf die erdgebundenen, optischen Instrumente eingegangen werden.

Von ernsthaften Amateuren wird schon lange ein für die Wissenschaft wertvoller Beitrag zur Bestimmung der Sonnenfleckenrelativzahlen geleistet. Neuerdings scheint sich die Sonnenbeobachtung bei den Amateuren immer grösserer Beliebtheit zu erfreuen. Der Grund liegt wohl darin, dass die Industrie heute preiswerte Zusatzgeräte liefern kann, die eine über die reine Fleckenbeobachtung hinausgehende Beobachtung der Sonne ermöglichen.

Am einfachsten kann die Sonne im ungefilterten weissen Licht beobachtet werden. Mit blossem Auge können nur sehr grosse Sonnenfleckengruppen durch dunkle Gläser oder Nebeldunst gesehen werden. Um das Auflösungsvermögen zu erhöhen benötigt man ein Fernrohr, dieses kann ein Linsen- oder Spiegelobjektiv haben. Die Flecken lassen sich einfach auf einem Schirm beobachten, auf den das Sonnenbild projiziert wird. Man hüte sich durch ein Fernrohr in die Sonne zu schauen, dauernde Augenschäden wären die Folge. Eine Warnung sei auch bei Verwendung von Filtern ausgesprochen, diese können in der Nähe des Fokus durch Erhitzung leicht zerspringen, dasselbe gilt auch vor allem für verkittete Okulare.

Wegen der hohen Energieeinstrahlung und häufig sehr grosser Zusatzgeräte sind Sonnentelkope anders gebaut als Nachtteleskope.

2) Auflösungsvermögen

Das Auflösungsvermögen eines Teleskopes hängt vom Objektivdurchmesser und von der Lichtwellenlänge ab. Nach Rayleigh können zwei Punkte noch aufgelöst werden wenn ihre Bilder einen Abstand vom Radius des Beugungsscheibchens haben (Abb. 1).

$$A_R = 1.22 \frac{\lambda}{D} (\text{rad}) \quad A_R'' = 2.5 \times 10^5 \frac{\lambda}{D} (\text{arcsec}) \quad (1)$$

1. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Beobachtung der Sonne ...

$D$  = Objektivdurchmesser,  $\lambda$  = Lichtwellenlänge

Objektiv $\varnothing$ (cm)	Beispiel	$A_R''$	km auf Sonne 1" = 780 km	Strukturen auf der Sonne
2	kl. Feldstecher	6"9	5300	kleiner Sonnenfleck
11	Kanzelhöhe ÜWI	1"3	970	Pore, grosse Granule
27.5	Kanzelhöhe Turm	0"5	390	intergranulares Netzwerk Filigree
40	Izana Vak. Teleskop	0"4	270	
75	Sac. Peak	0"2	140	
150		0"1	70	Umbral Dots
250	LEST	0"06	40	

Tabelle 1 : Auflösungsvermögen für verschiedene Objektivöffnungen

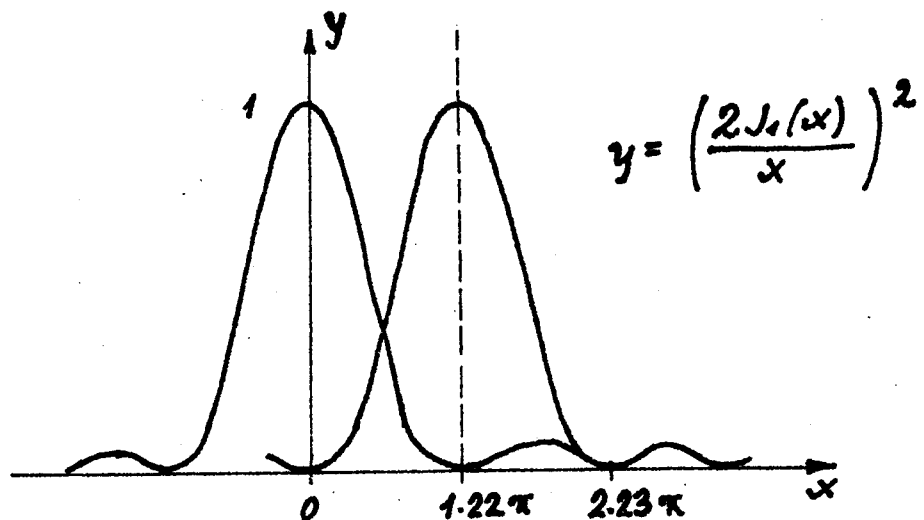


Abb. 1 : Beugungsfigur runder Öffnung, Auflösungsvermögen

Die mit diesen Formeln errechneten Auflösungswerte setzen guten Kontrast der Strukturen, perfekte Optik und störungsfreie Atmosphäre voraus.

Theoretische Überlegungen geben für die kleinsten Strukturen in der Sonnenatmosphäre Werte von 10 - 50 km. Um diese aufzulösen, benötigt man beachtliche Objektivdurchmesser, wie die Tabelle 1 zeigt.

Mit erdgebundenen Teleskopen wird man diese Auflösung nie erreichen, dazu sind Space Telescope notwendig. Mit dem in Planung befindlichen "Large European Solar Telescop" (LEST) hofft man, für Momente

eine Auflösung von  $0''2$  bis  $0''1$  zu erreichen.

Den quantitativen Zusammenhang zwischen Auflösungsvermögen und Kontrast beschreibt die Modulationstransferfunktion (MTF). Die MTF eines Gesamtsystems setzt sich aus den MTF's der einzelnen Komponenten zusammen, die miteinander multipliziert werden. Bei einem Teleskop sind diese z.B. die MTF's von Atmosphäre, Teleskop, Filter, Photoplatte. Die Abb.2 zeigt die normierte MTF für Objektive mit kreisförmiger Öffnung.

### 3) Einfluss der Erdatmosphäre, Seeing

Auf dem Weg zum Teleskop werden die ebenen Wellenfronten durch die turbulente Atmosphäre verzerrt und dadurch die Bildqualität verschlechtert. Für die atmosphärischen Einflüsse auf die Bildqualität hat sich heute allgemein das englische Wort "Seeing" eingebürgert. Die Turbulenzelemente sind Unregelmässigkeiten (Schlieren), die einen anderen Brechungsindex als ihre Umgebung haben und, vereinfacht ausgedrückt, wie schwache Linsen wirken. Bei optischen Wellenlängen haben die Brechungsindexschwankungen ihre hauptsächlichste Ursache in Temperaturschwankungen.

Die Theorie der Wellenausbreitung in einem turbulenten Medium gestattet es, den Einfluss der Turbulenz auf die Bildqualität durch die MTF der Atmosphäre zu beschreiben. Anschaulicher ist eine abgeleitete Grösse, gewöhnlich als  $r_0$  bezeichnet.  $r_0$  ist ein effektiver Durchmesser von der Art, dass sich jedes durch die Turbulenz blickende Teleskop mit einem Durchmesser grösser als  $2r_0$ , wie ein beugungsbegrenztes Teleskop mit dem Durchmesser  $r_0$  verhält.

Am Tag liegen die zeitlichen Mittelwerte von  $r_0$  zwischen 5 - 40 cm. Ein guter Wert ist 20 cm. Wie jeder Beobachter weiss, schwankt das Seeing mehr oder weniger stark und es ist trotz der ungünstig scheinenden  $r_0$ -Werte möglich, für Momente das volle Auflösungsvermögen wesentlich grösserer Teleskope zu erreichen.

Um diese Momente guten Seeings ausnützen zu können, müssen die Belichtungszeiten kurz sein. Hochauflösende Spektrographen ziehen das sichtbare Spektrum viele Meter auseinander ( $20 \text{ mm}/\text{\AA}$ ). Für ein Spektralelement bleibt wenig Licht übrig und die Belichtungszeiten betragen einige Sekunden. So kommt es, dass Sonnentelkope auch unter Lichtmangel leiden und grössere Teleskope gebaut werden als es vom zu erwartenden, durch die Atmosphäre begrenzten Auflösungsvermögen vernünftig erscheint.

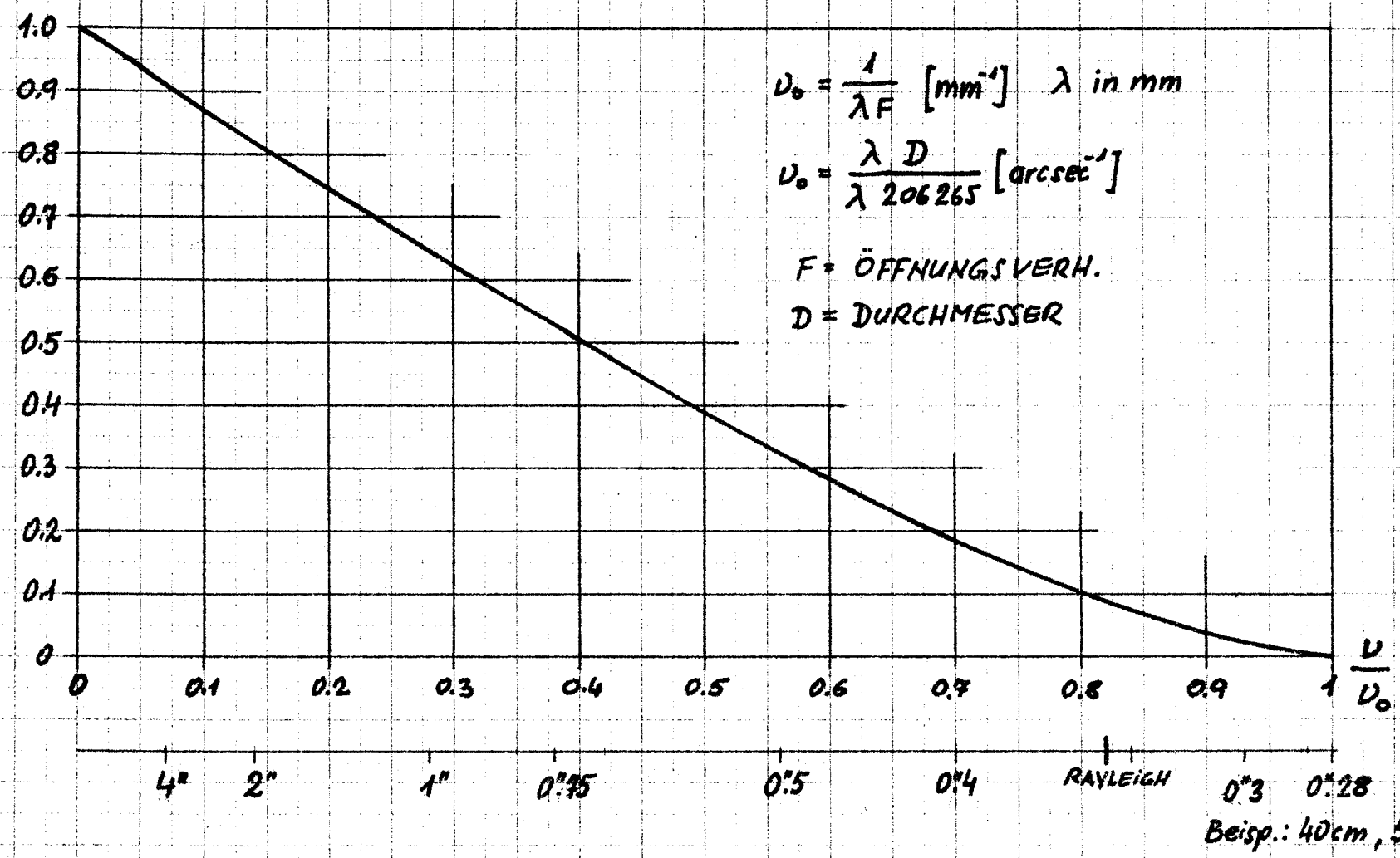


Abb.:2 Normierte MTF für kreisförmige Öffnungen

### 3. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Beobachtung der Sonne ...

Betrachtet man gute, kurzbelichtete Sonnenaufnahmen bemerkt man, dass nicht alle Gebiete gleich scharf sind. Gebiete, die in der turbulenten Atmosphäre das gleiche Schicksal erleiden nennt man isoplanatisch und haben Durchmesser bis etwa 10".

Der Tagesverlauf hängt sehr von den lokalen Gegebenheiten ab. In der Regel haben Bergobservatorien, die wegen der besseren Transparenz und des kleineren Streulichtes bevorzugt werden nach Sonnenaufgang und vor Sonnenuntergang das beste Seeing. Observatorien im ebenen Gelände erreichen bei höchstem Sonnenstand beste Bildqualität.

Für praktische Zwecke der Bildbeurteilung schätzt man die Schärfe und Ruhe des Sonnenbildes nach einer von Kiepenheuer eingeführten Skala:

Tabelle 2 A Modifizierte Kiepenheuer-Skala (10 cm Teleskop)

#### Schärfe (S)

1	Einige Struktur in grossen Umbren sehr scharfe Strukturen in Penumbren
1-2	Scharfe Feinstruktur in Penumbra, Granulation sehr auffallend
2	Einige Feinstruktur in Penumbra und an den Grenzen Umbra-Penumbra und Penumbra-Photosphäre
2-3	Granulationsstruktur gut sichtbar. Grenzen zwischen Umbra, Penumbra und Photosphäre scharf, aber ohne Feinstruktur
3	Granulation bei bewegtem Sonnenbild sichtbar. Grenze Umbra-Penumbra noch scharf
3-4	Keine Granulationsstruktur sichtbar. Umbra und Penumbra deutlich getrennt
4	Umbra und Penumbra nur in grösseren Flecken getrennt, keine Granulationsstruktur sichtbar
4-5	Umbra und Penumbra nur in sehr grossen Flecken getrennt
5	Umbra und Penumbra nicht unterscheidbar

Tabelle 2 B Modifizierte Kiepenheuer-Skala (10 cm Teleskop)

---

Ruhe (R)

- |     |   |
|-----|---|
| 1   | Keine Bildbewegung erkennbar, weder auf der Scheibe noch am Rand                            |
| 1-2 | Bildbewegung am Rand $\leq 0''5$ . Keine Bewegung in Flecken                                |
| 2   | Bildbewegung am Rand $1''0 - 1''5$ ; schwache Welligkeit. In Flecken kaum merkbare Bewegung |
| 2-3 | Bildbewegung am Rand $2''0 - 2''5$ und gut sichtbar auf der Scheibe. Welliger Rand          |
| 3   | Bildbewegung $3''0 - 3''5$ . Stark gewellter Rand   |
| 3-4 | Bildbewegung $4'' - 5''$  |
| 4   | Bildbewegung $6'' - 7''$  |
| 4-5 | Bildbewegung $8'' - 10''$   |
| 5   | Bildbewegung $> 10''$ , Rand platzt   |

4) Sonnenteleskope

4.1 Allgemeines

Aufgabe eines Sonnenteleskopes ist es, ein möglichst scharfes Sonnenbild zu erzeugen. Dieses kann die ganze Sonne umfassen oder nur ein Ausschnitt sein. Die Grösse des Sonnenbildes hängt davon ab, welche "Skala" ("/mm) die nachgeschalteten Geräte benötigen, was wieder von den eingesetzten Empfängern und der gewünschten Auflösung abhängt. Man merkt sich einfach:  $1'' = 0,1 \text{ mm}$  bei einem 180 mm Sonnenbild.

Für viele Zwecke werden Spezialteleskope gebaut, diese haben meist kleinere Objektivdurchmesser. Die grossen Sonnenteleskope sind Universalinstrumente mit einer Reihe von verschiedenen, oft sehr grossen Fokusingstrumenten.

Im Prinzip kann jedes Fernrohr zur Sonnenbeobachtung verwendet werden, wenn im konvergenten Strahlengang keine Teile sind, die durch die hohe Intensität der Strahlung zerstört werden können.

In der Regel haben Sonnenteleskope geringe Öffnungsverhältnisse von 1 : 10 bis etwa 1 : 100. Linsenfernrohre sind gut geeignet, besonders wenn nur bei einer festgestellten Wellenlänge beobachtet wird, wie



dies z.B. bei der Chromosphärenüberwachung oder Sonnenfleckenphotographie üblich ist. Je nach Verlauf der Farbfehlerkurve müssen für höchste Auflösung mehr oder weniger schmalbandige Filter verwendet werden.

Koronographen-Objektive sind fast immer einfache Linsen mit einer besonders guten streulichtarmen Politur.

Spiegelobjektive sind grundsätzlich farbfehlerfrei und unumgänglich, wenn bei spektrographischen Beobachtungen grössere Wellenlängenbereiche bei guter räumlicher Auflösung überdeckt werden müssen. Bei den geringen Öffnungsverhältnissen kann die Herschelordnung mit geneigtem Spiegel realisiert werden, ohne zu grossen Astigmatismus einzuführen. Von den zusammengesetzten Spiegelsystemen ist das Cassegrainsystem wegen der grossen thermischen Belastung des Sekundärspiegels und des grossen Streulichtes weniger geeignet. Systeme vom Gregory Typus sind sehr gut, da im Primärfokus eine gekühlte Blende abgebracht werden kann, die nur einen kleinen Ausschnitt des Sonnenbildes durchlässt. Dadurch wird eine geringe thermische Belastung der Sekundäroptik und gute Streulichtverminderung erreicht, allerdings auf Kosten des Bildfeldes.

Die starke Sonneneinstrahlung von etwa  $1 \text{ KW/m}^2$  erwärmt die Umgebung der Sonnentelkope und auch deren Inneres und verschlechtert damit das Seeing. Um die äusseren Einflüsse zu vermindern trachtet man, die Teleskop-Eintrittsöffnung möglichst in die ungestörte Atmosphäre zu verlegen, also hoch über dem Boden, ohne Kuppel, etc. Die wirkungsvollste Methode, interne Turbulenzen zu verhindern ist, das Teleskop zu evakuieren.

Neuerdings wird versucht, Teleskope mit Helium zu füllen, da im Helium die temperaturbedingten Brechungsindexschwankungen nur etwa ein Zehntel jener in Luft betragen. Durch die gute Wärmeleitfähigkeit von Helium wird auch die Optik gekühlt. Die bei einem Vakuumteleskop notwendigen dicken Fenster können dünner gemacht werden, wodurch sich wiederum die spannungsoptischen Effekte, die besonders polarimetrische Messungen stören, stark verringern.

Um die allgemeine Beschreibung kurz zu halten werden spezielle Details von Sonnentelkopen bei der Beschreibung existierender Instrumente angeführt.

#### 4.2 Heliostaten

Heliostaten sind typische Sonneninstrumente. Durch eine Anordnung von drehbaren Planspiegeln wird das Sonnenlicht in ein feststehendes vertikales (Turmteleskop) oder anders ausgerichtetes Teleskop geworfen. Die Abb.3 zeigt typische Spiegelanordnungen. Das Sonnenbild steht in einem Beobachtungsraum zur Verfügung. Das stationäre Sonnenbild ist



## 7. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Beobachtung der Sonne ...

einer der Vorteile von Heliostaten, ein anderer ist die einfachere Konstruktion von langbrennweitigen Fernrohren und Spektrographen, wenn diese ihre Lage im Raum nicht verändern (Verbiegungen). Es gibt aber auch Nachteile: die Planspiegel sind etwa 1.5 mal so gross wie die Objektdurchmesser, bei der Reflexion an Metallspiegeln wird der Polarisationsgrad des Lichtes verändert. Mit dem sich dauernd verändernden Reflexionswinkel ändert sich auch der Polarisationsgrad, Polarisationsmessungen werden dadurch schwierig und unsicher.

Heliostaten können auch hinter einem Teleskop liegen, wie bei den Coude-Strahlengängen der Nachtteleskope.

Der Unterschied zwischen Heliostat und Coelostat ist die beim Heliostaten auftretende Bildrotation von 1 Umdrehung/24<sup>h</sup>.

### 4.3 Nachführautomatik (dazu Abb. 4)

Heute hat jedes Sonnenteleskop eine elektronisch funktionierende Nachführautomatik, die das Sonnenbild in einer bestimmten Position mit hoher Genauigkeit festhält. Als Referenz dient der Sonnenrand. Durch Verschieben des Sensorkopfes kann jede beliebige Stelle des Sonnenbildes z.B. auf den Spalt eines Spektrographen gebracht werden, oder das Sonnenbild rasterförmig abgetastet werden.

Auf ähnliche Weise lassen sich die seeingbedingten Bildbewegungen durch Steuern eines kleinen trägheitsarmen Spiegels wesentlich verringern. Dies ist aber nur möglich für ein Gebiet von der Grösse eines isoplanatischen Flecks, innerhalb dessen alle Bildelemente etwa die gleiche Bewegung ausführen. Das notwendige Regelsignal ist bei einem Sonnenfleck einfach zu erhalten, bei anderen Strukturen aber, wie etwa der Granulation müssen Korrelationstechniken angewandt werden um die Bildbewegung zu erfassen (Korrelationstracker).

Theoretisch ist es denkbar, die Deformationen der Wellenfronten zu bestimmen und durch ein entsprechendes optisches System zu korrigieren (aktive Optik, "Rubber"-Mirror). Für eine Wellenfront (Stern) ist dies schon gelungen. Bei flächenhaften Objekten liegt die Schwierigkeit im Fehlen einer geeigneten Referenz, wie sie eine Punktlichtquelle darstellt.

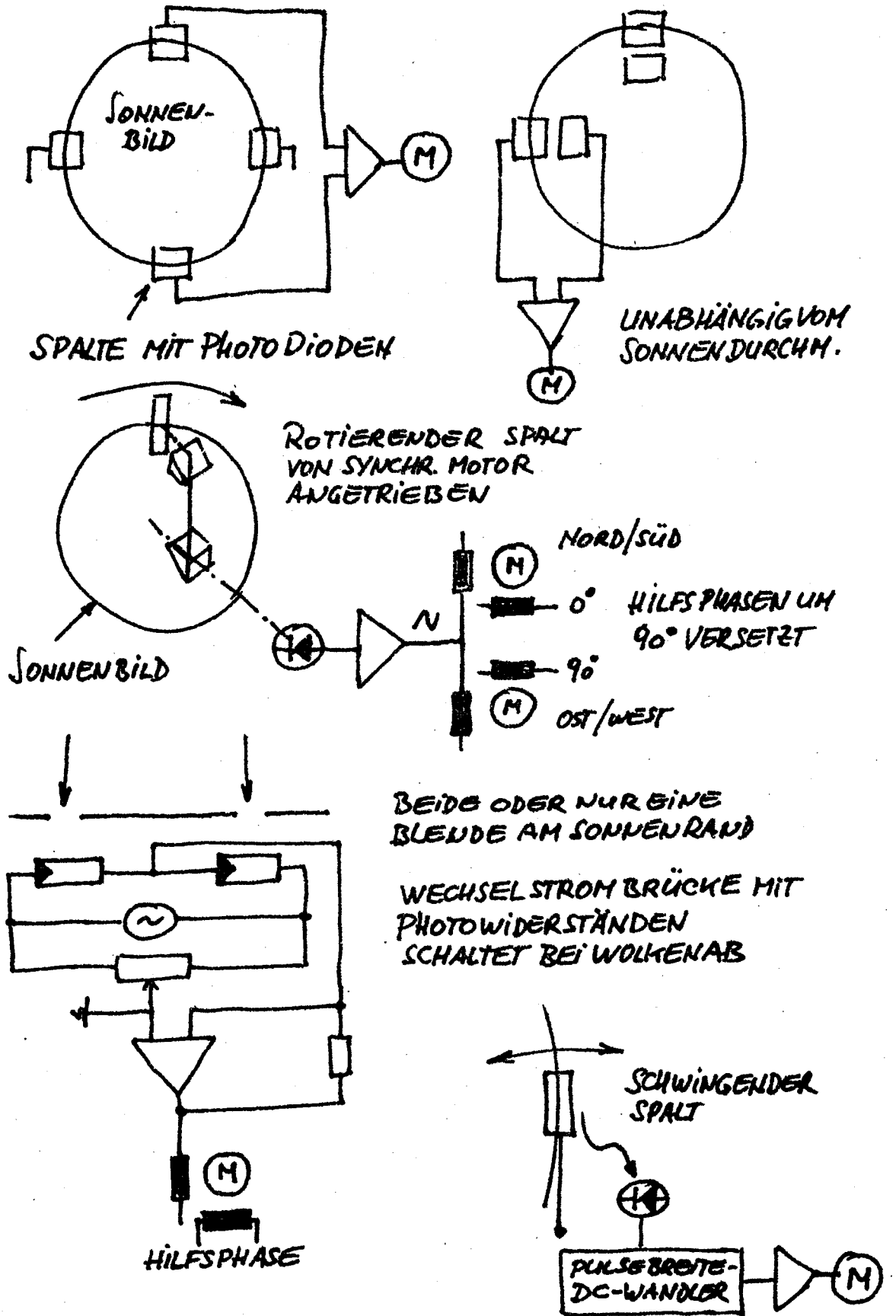
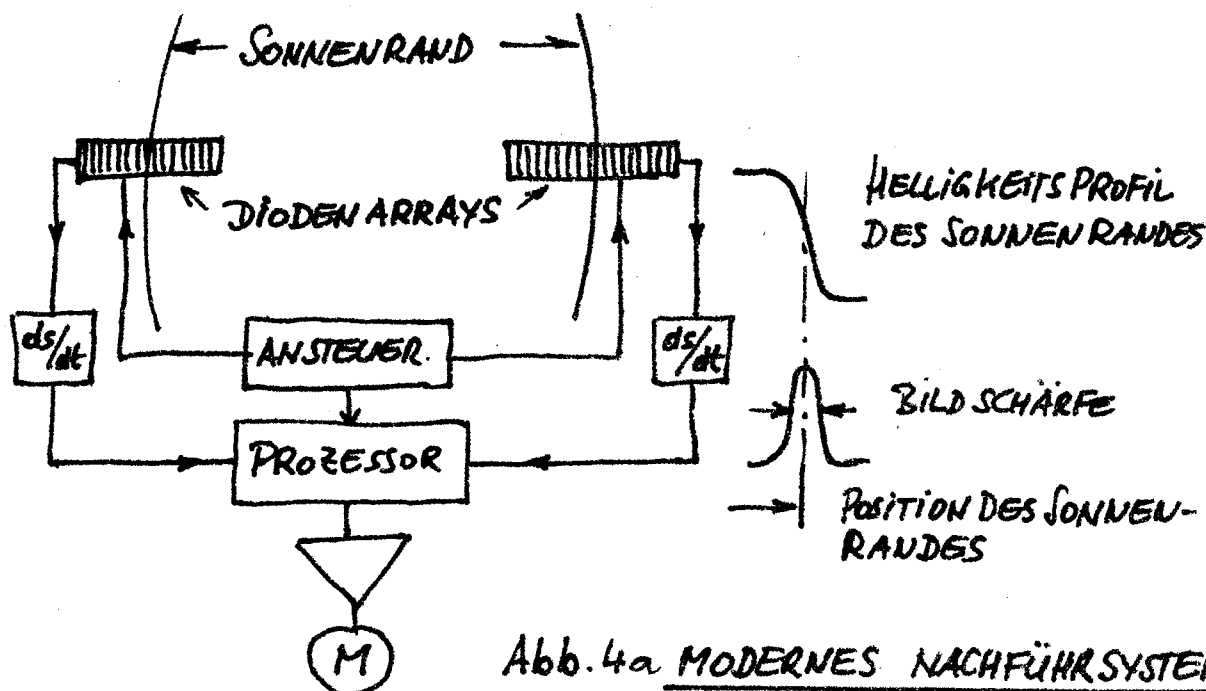


Abb. 4 Nachführ automaten



### 5) Spektralapparate

Um die physikalischen Vorgänge in der Sonnenatmosphäre untersuchen zu können, muss das Licht eingehend analysiert werden. Neben der Intensität kann das Licht noch auf seine spektrale Zusammensetzung und seinen Polarisationszustand hin untersucht werden.

Das Sonnenspektrum zeigt eine grosse Anzahl von Absorptionslinien, die Fraunhoferlinien (Abb. 5). Das Restlicht in diesen Linien kommt aus höheren Schichten der Sonnenatmosphäre als jenes des angrenzenden Kontinuums. Im (Rest)licht einer Spektrallinie lassen sich deshalb die Vorgänge in höheren Sonnenschichten studieren. Routinemässig wird dies vor allem im Licht der roten Wasserstofflinie  $H\alpha$  ( $\lambda = 6563 \text{ \AA}$ ) zur Chromosphärenüberwachung gemacht. Die Intensität (Teilchenzahl), deren Verteilung in der Linie (Dichte, Druck, Temperatur), die Wellenlängenverschiebung (Geschwindigkeit) und die Polarisation (Magnetfeld) der Spektrallinien hängen von der chemischen Zusammensetzung des emittierenden Plasmas und dem Zustand ab, unter dem das Licht emittiert wird.

Das eben gesagte unterstreicht die grosse Bedeutung der Spektralapparate als Zusatzgeräte für Sonnentelkope. Sie umfassen eine grosse Gruppe von Instrumenten, von den einfachsten Schmalband-Interferenzfiltern bis hin zu den aufwendigsten Fouriertransformations-Spektrometern. Fast alle Spektralapparate beruhen darauf, dass das Licht verschiedener Wellenlängen durch das dispergierende Element des Spektralapparates in verschiedene Richtungen gelenkt wird.

10. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Beobachtung der Sonne ...

Unter Dispersion versteht man speziell die Wellenlängenabhängigkeit des Brechungsindex, allgemein bei Spektralapparaten die räumliche Trennung des Lichtes verschiedener Wellenlänge.

5.1. Funktionsweise einiger Spektralapparate

5.1.1. Prismen

Bei der Spektralzerlegung mit Prismen nützt man die Wellenlängenabhängigkeit des Brechungsindex aus. Die Dispersion  $dn/d\lambda$  ist eine Materialkonstante und muss gemessen werden. Im sichtbaren Spektralbereich nimmt für gebräuchliche Prismenmaterialien die Dispersion mit der Wellenlänge ab. Für maximales Auflösungsvermögen soll ein Prisma im Minimum der Ablenkung, also symmetrisch verwendet werden; das das Prisma durchsetzende Strahlenbündel hat dabei seine grösste Weite.

Im sichtbaren Spektralbereich werden Prismen heute selten verwendet, z.B. als Vorzerleger für Gitterspektrographen. Einige Gründe sind: die geringe Dispersion, die grosse Temperaturempfindlichkeit und Abbildungsfehler.

Die Winkeldispersion ist:

$$\frac{d\varphi}{d\lambda} = \frac{d\varphi}{dn} \frac{dn}{d\lambda} \quad (2)$$

Bei symmetrischen Strahlengang  $\alpha = \beta$  siehe Abb.6 ist

$$\frac{d\varphi}{d\lambda} = \frac{2 \sin(\gamma/2)}{\sqrt{1 - n^2 \sin^2(\gamma/2)}} = \frac{2}{n} \operatorname{tg} \alpha \quad (3)$$

Auflösungsvermögen

$$A_B = \frac{\lambda}{D} \quad \delta\lambda = A_B / \frac{d\varphi}{d\lambda}$$

$$D = \frac{n B}{2 \operatorname{tg} \alpha} = B \frac{dn}{d\varphi}$$

$$R = \frac{\lambda}{\delta\lambda} = D \frac{d\varphi}{d\lambda} = \underline{B \frac{dn}{d\lambda}} \quad (4)$$

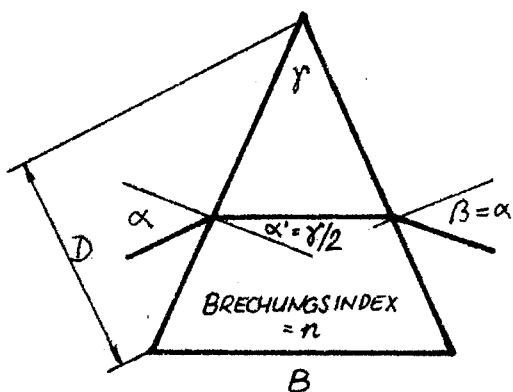


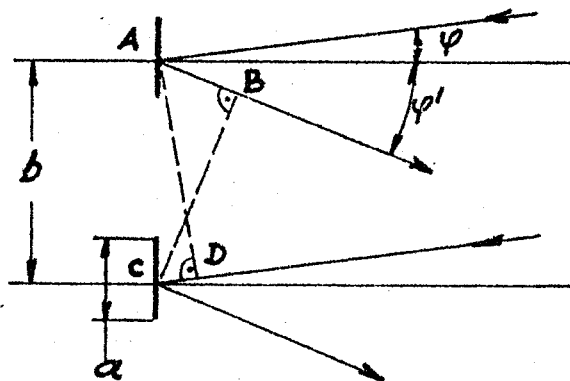
Abb. 6 : Auflösungsvermögen eines Prismas mit symmetrischen Strahlengang.

Beispiel : Flintglasprisma  $\gamma = 60^\circ$ ,  $B = 100 \text{ mm}$ ,  $\lambda = H\alpha$ ,  $n = 1.6666$ ,  
 $dn/d\lambda = 100^{-1}$  ergibt :  
 Winkeldispersion  $dy/d\lambda = 1.8 \cdot 10^{-5}$ ,  $R = 10000$ .

### 5.1.2. Beugungsgitter

Ein Beugungsgitter besteht aus vielen schmalen Spalten (Spiegelstreifen), an denen das Licht gebeugt wird. Die resultierende Intensitätsverteilung entspricht jener einer rechteckigen Öffnung mit der Breite des Spalts. Das in die verschiedenen Richtungen gebeugte Licht der einzelnen Spalte wird sich je nach Gangunterschied durch Interferenz verstärken oder abschwächen. Die Bedingung für ein Maximum ist ein Gangunterschied von einer Wellenlänge oder einem Vielfachen davon. Minima treten bei  $m\lambda/2$  auf. Mit dem Gangunterschied aus Abb. 7 erhält man die Gittergleichung für die Maxima.

$$m\lambda = b (\sin\varphi + \sin\varphi') \quad (5)$$



$$\text{Gangunterschied } \Delta = AB + CD = b (\sin\varphi + \sin\varphi')$$

Abb. 7 : Zur Ableitung der Gittergleichung

Der Intensitätsverlauf dieser Maxima hängt davon ab, wieviele Spalte dazu beitragen. Bei zwei Spalten würde sich ein cosinusförmiger Verlauf ergeben. Das Maximum wird umso schärfer, je mehr Spalte dazu beitragen. Da alle Spalte zusammen das Gitter ausmachen, wird bei sehr grosser Anzahl  $N$  von Spalten das Profil das einer rechteckigen Öffnung von der Breite  $W$  des Gitters sein. Ist  $b$  der Spaltabstand, so ist

$$W = Nb \quad (6)$$

Die Höhe des Maximums wird durch die Beugungsverteilung des einzelnen Spaltes bestimmt. Diese Zusammenhänge sind in Abb. 8 dargestellt.

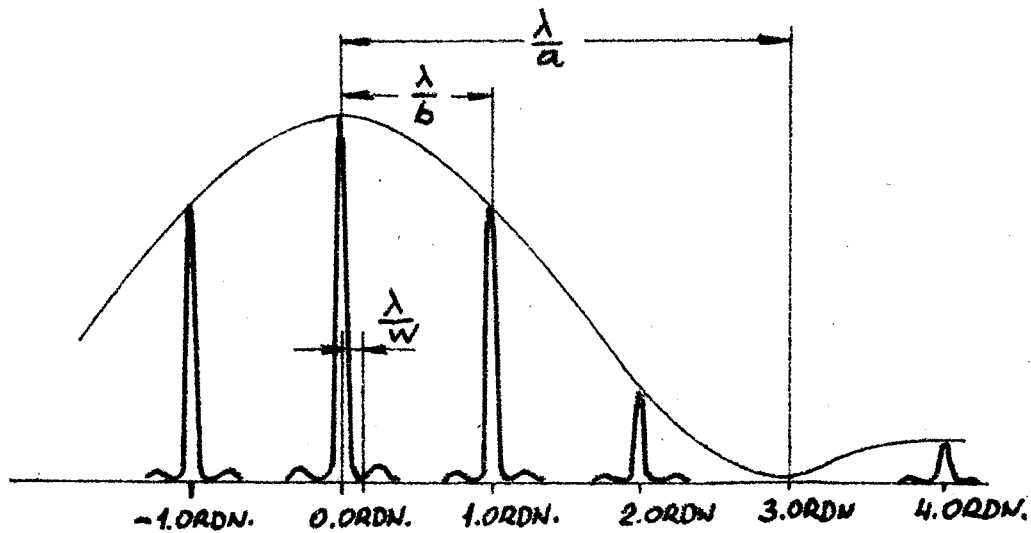


Abb. 8 : Energieverteilung im Gitterspektrum für Gitter aus Abb. 7 und monochromatische Strahlung

In der Praxis verwendet man heute meist Reflexionsgitter mit sägezahnförmigem Teilungsprofil. Die "Spalte" schliessen dadurch eng aneinander, das Beugungsbild des Einzelspaltes wird also schmaler. Durch die "spiegelnde" Wirkung wird dieses Beugungsbild ausserdem verschoben. Es gelingt so, das meiste Licht in einer Ordnung zu konzentrieren, Abb.9 . Man nennt so ein Gitter mit Blazewirkung "geblazed" für die Ordnung  $n$ , und den Winkel für die maximale Intensität Blazewinkel.

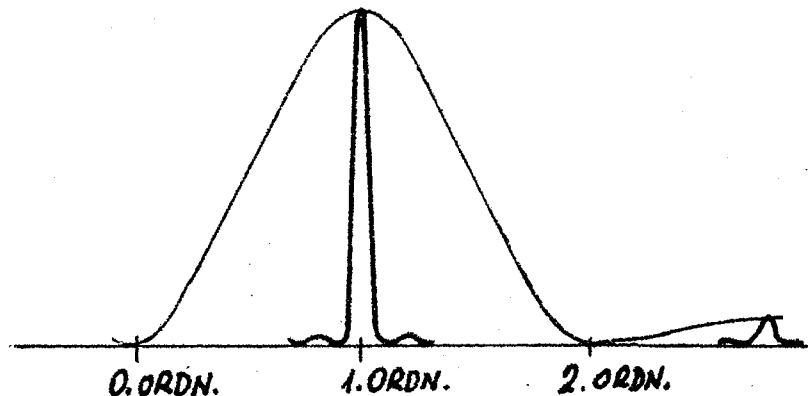


Abb. 9 : Gitter geblazed für 1. Ordnung und Spalte ohne Zwischenraum



### 13. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Beobachtung der Sonne ...

Aus der Gittergleichung erhält man durch Differenzieren die Winkeldispersion :

$$\frac{d\varphi'}{d\lambda} = \frac{m}{b \cos \varphi'} \quad (7)$$

Das Auflösungsvermögen  $R$  ergibt sich aus der Winkeldispersion und der wirksamen Bündelgröße  $D$ , wenn  $W$  die Länge der geteilten Fläche ist :

$$\begin{aligned} A_B &= d\varphi' \\ A_B &= \frac{\lambda}{D} = \frac{\lambda}{W \cos \varphi'} = \frac{m d\lambda}{b \cos \varphi'} \\ R &= \frac{\lambda}{d\lambda} = \frac{mW}{b} = \underline{\underline{mN}} \end{aligned} \quad (8)$$

$R$  lässt sich auch durch den Gesamtgangunterschied über das Gitter ausdrücken :

$$R = mN = \frac{b (\sin \varphi + \sin \varphi')}{\lambda} N = \frac{W (\sin \varphi + \sin \varphi')}{\lambda} = \underline{\underline{\frac{\Delta_{\text{gesamt}}}{\lambda}}} \quad (9)$$

Für einen bestimmten Austrittswinkel  $\varphi'$  überlagern sich Maxima verschiedener Wellenlängen ( $m\lambda = \text{const}$ ). Die Wellenlängendifferenz von der Ordnung  $m$  zur Ordnung  $m + 1$  ist der Freie Spektralbereich :

$$\Delta\lambda = \frac{\lambda}{m} \quad (10)$$

Die Dispersion  $d\varphi/d\lambda$  und Auflösung  $R = mW$  wächst mit der jeweils benutzten Gitterordnung zugleich nimmt der freie Spektralbereich  $\Delta\lambda = \lambda/m$  ab.

Beugungsgitter werden mit 20 - 4000 Strichen / mm und geteilten Längen bis 0.5 m hergestellt. Blazewinkel von  $1^\circ$  -  $75^\circ$  sind üblich.

Für spezielle Spektrographenanordnungen werden Konkavgitter verwendet, die zugleich abbildende Eigenschaften haben.

Beispiel 1 : Gitter 600 l/mm, 102 mm lang,  $23^\circ 5'$  Blazewinkel; verwendet in 2. Ordnung in Autokollimationsanordnung ( $\varphi = \varphi'$ ).

$$(\text{Blaze}) = 6646 \text{ \AA}, \quad d\varphi/d\lambda = 1.3 \cdot 10^{-4}, \quad \Delta\lambda = 3323 \text{ \AA} \quad R = 122400$$

Beispiel 2 : Gitter 300 l/mm, 220 mm lang,  $63^\circ$  Blazewinkel; verwendet in 10. Ordnung in Autokollimation.

$$(\text{Blaze}) = 5940 \text{ \AA}, \quad d\varphi/d\lambda = 6.6 \cdot 10^{-4}, \quad \Delta\lambda = 594 \text{ \AA} \quad R = 660000.$$

5.1.3. Michelson Interferometer

Das parallele Strahlenbündel wird durch den Strahlenteiler G (Abb. 10) geteilt.

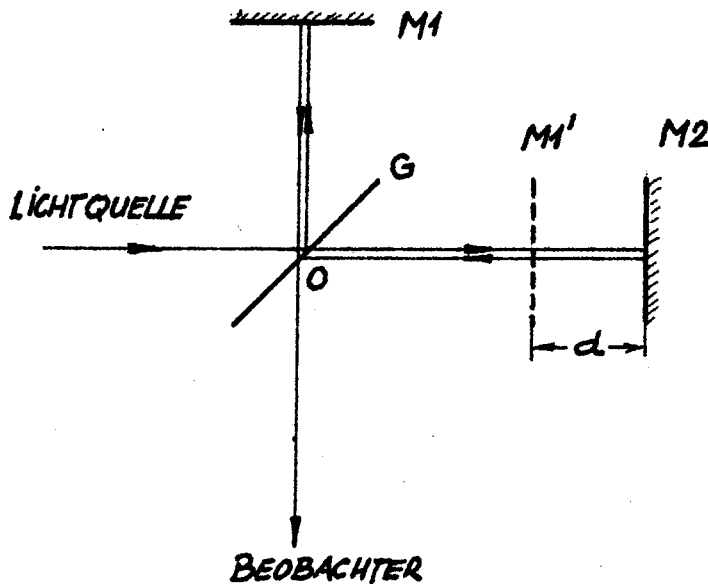


Abb. 10 Michelson Interferometer

Die beiden gleich hellen Teilbündel fallen auf die beiden Planspiegel M1 und M2 und werden genau in sich zurückgeworfen. Hinter dem Strahlenteiler interferieren die Bündel. Die Wegdifferenz  $d$  zwischen den Teilbündeln ist die Differenz der Abstände der beiden Spiegel von O, man kann sie in der von M1' und M2 begrenzten Platte entstanden denken. Den Gangunterschied für beliebig geneigte Strahlen findet man leicht aus Abb. 11.

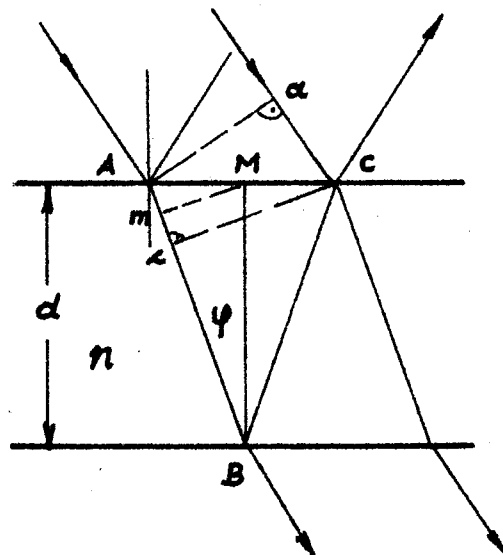


Abb. 11 : Gangunterschied an einer Platte

Die Strahlen treffen zur gleichen Zeit in c und C ein. Der Gangunterschied in C ist also  $cB + BC = cB + BA = 2Bm$ .

Mit der optischen Dicke  $dn$  ist  $2Bm = 2 dn \cos\varphi = \Delta$

Im Falle ungleicher Reflexion muss noch  $\lambda/2$  zum Gangunterschied addiert werden, dies kann hier entfallen. Licht wird durchgelassen, wenn der Gangunterschied  $\lambda$  oder ein Vielfaches davon ist :

$$m\lambda = 2 dn \cos\varphi \quad (11)$$

Ein paralleles Bündel monochromatischer Strahlung wird durch Ändern des Gangunterschiedes  $\Delta$  (gewöhnlich von  $d$ ) moduliert. Die Intensität ändert sich sinusförmig mit  $\Delta$ , wobei die Amplitude und die Frequenz von der Intensität und der Wellenzahl  $\sigma$  der eintretenden Strahlung abhängen

$$I(\Delta) = (I_0/2) \left[ 1 + \cos(2\pi\sigma\Delta) \right] \quad (12)$$

$$\sigma = \frac{1}{\lambda}$$

Der Gangunterschied ändert sich auch bei Neigung der Strahlen.

Der Effekt hängt von der Dicke der Platte ab. Bei kleinem  $m$ , also dünnen Platten ist die Phasenänderung gering. Wird jedoch eine dickere Platte mit einer ausgedehnten monochromatischen Lichtquelle beleuchtet und senkrecht betrachtet, so sieht man konzentrische Ringe, die den benachbarten Ordnungen entsprechen (Kurvengleicher Neigung). Je nach Dicke der Platte ist das Zentrum der Platte hell oder dunkel. Die Anzahl der breiten, sinusförmig modulierten Ringe nimmt nach aussen sehr rasch zu.

#### 5.1.4. Fabry Perot Interferometer

Die monochromatischen Ringe gleicher Neigung entsprechen den Spektrallinien beim Gitter. Beim Gitter ist die Schärfe der Linien mit steigender Zahl der interferierenden Bündel angestiegen, das gleiche gilt hier. Im Fabry Perot Interferometer wird die Vielfachinterferenz durch Vielfachreflexion der Strahlen zwischen zwei gut reflektierenden exakt parallel gestellten Spiegeln erreicht (Abb. 12).



Damit wird die Halbwertsbreite des Durchlassprofils :

$$\delta\lambda = \frac{\Delta\lambda}{F} \quad (16)$$

In der Praxis liegt  $F$  bei 20 - 30, limitiert vor allem durch Ebenheits- und Parallelitätsfehler ( $\lambda/100$ ).

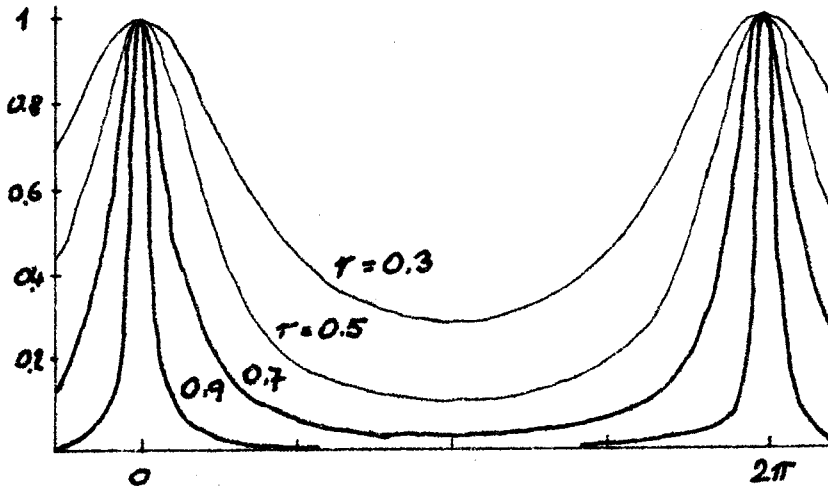


Abb. 13 : Fabry Perot Linien Profile

## 5.2. Anwendung der Spektralapparate

### 5.2.1. Bedeutung der Winkeldispersion

Im einfachsten Fall besteht ein Spektroskop aus einem dispersierenden Element, auf das paralleles Licht fällt und einem Fernrohr zum Beobachten des Spektrums.

Das von einem Stern kommende Licht ist parallel. Ein dispersierendes Element vor das Objektiv eines Fernrohres gesetzt, verwandelt dieses in ein Spektroskop. Anstelle des "weissen", in der Größe vom Objektivdurchmesser bestimmten Sternbildchens sieht man kleine Spektren. Diese Spektren sind eine Kette von sich teilweise überlagernden monochromatischen Sternbildchen. Das Spektrum wird um so reiner, je weiter es auseinandergezogen wird und je schärfer die einzelnen monochromatischen Bildelemente sind. Die in Abb. 14 qualitativ dargestellten Verhältnisse sollen nun genauer untersucht werden.

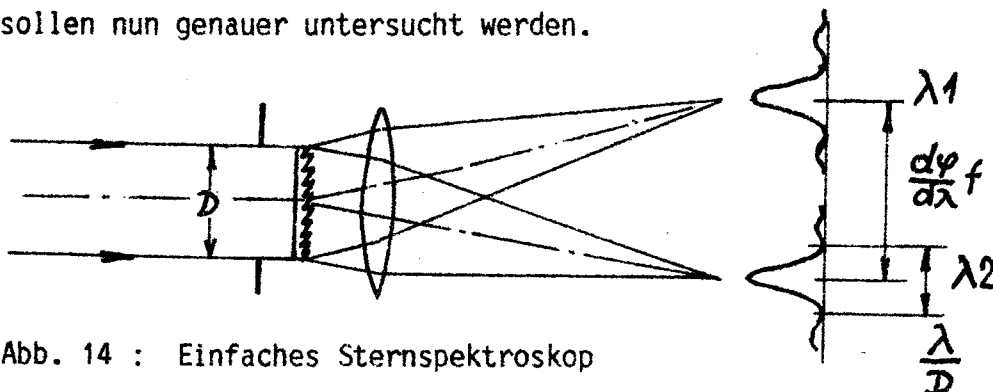


Abb. 14 : Einfaches Sternspektroskop

## 18. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Beobachtung der Sonne ...

Besteht im obigen Beispiel das Sternlicht aus wenigen Emissionslinien, so überlappen sich bei genügender Dispersion die monochromatischen Sternbildchen nicht - man sieht den Stern wie durch ein Filter im monochromatischen Licht. Das gleiche gilt natürlich für jeden Stern im Gesichtsfeld. Bei einer immer grösseren Zahl von Sternen werden sich aber die Spektren überlagern. Handelt es sich schliesslich um eine ausgedehnte Lichtquelle wie die Sonne, so sieht man wegen dieser Überlagerung der Spektren der einzelnen Bildpunkte weder Spektrallinien noch ein Bild der Sonne.

Was ist zu tun, um 1. ein Spektrum der Sonne zu erhalten und 2. die Sonne im monochromatischen Licht zu sehen? Zuerst ein konkretes Beispiel (Abb. 15): das dispergierende Element soll ein Beugungsgitter mit einer Winkeldispersion von  $10^{-4} \text{ \AA}^{-1}$  und einer Bündelbreite von  $D = 100 \text{ mm}$  sein. Die Grösse des monochromatischen Bildelementes ist durch die Beugung des parallelen Bündels an der Gitteröffnung bestimmt.

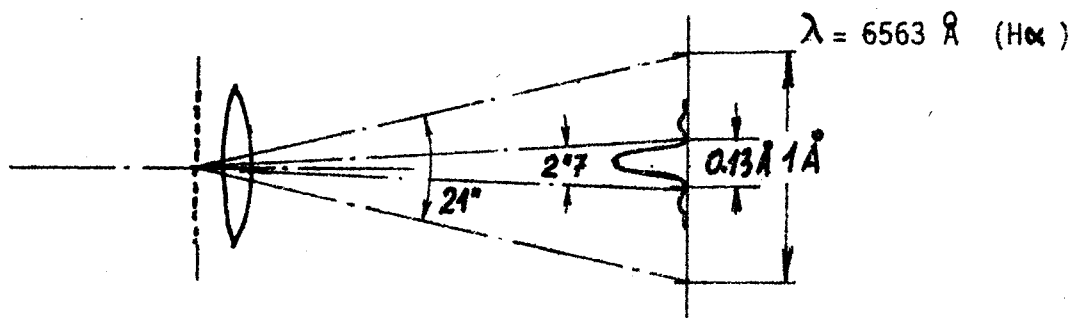


Abb. 15 : Daten für ein Spektroskop mit Gitter

Der in der Abb. 15 angegebene Wert von  $2'7''$  gilt für eine Punktlichtquelle in unendlicher Entfernung. In Wirklichkeit muss die Lichtquelle natürlich eine endliche Fläche haben. Bündeldivergenzen von der Grösse des monochromatischen Bildelementes verringern das Auflösungsvermögen nur wenig. Bei einer ausgedehnten Lichtquelle geschieht die Winkelbegrenzung durch die Eintrittsöffnung (Spalt) eines Kollimators. Die Sonne wird auf den Eintrittsspalt abgebildet. Die monochromatischen Bildelemente sind jetzt Ausschnitte des vom Kollimator

19. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Beobachtung der Sonne ...

matorspalt durchgelassenen Sonnenbildes. Das Verhältnis Kollimatorbrennweite zur Objektivbrennweite bestimmt die Grösse des Sonnenausschnittes (Abb. 16).

$$B_{\odot} = B_{sp} \frac{f_{KOLLIMATOR}}{f_{TELESKOP}} \quad (B \text{ im Winkelmass}) \quad (17)$$

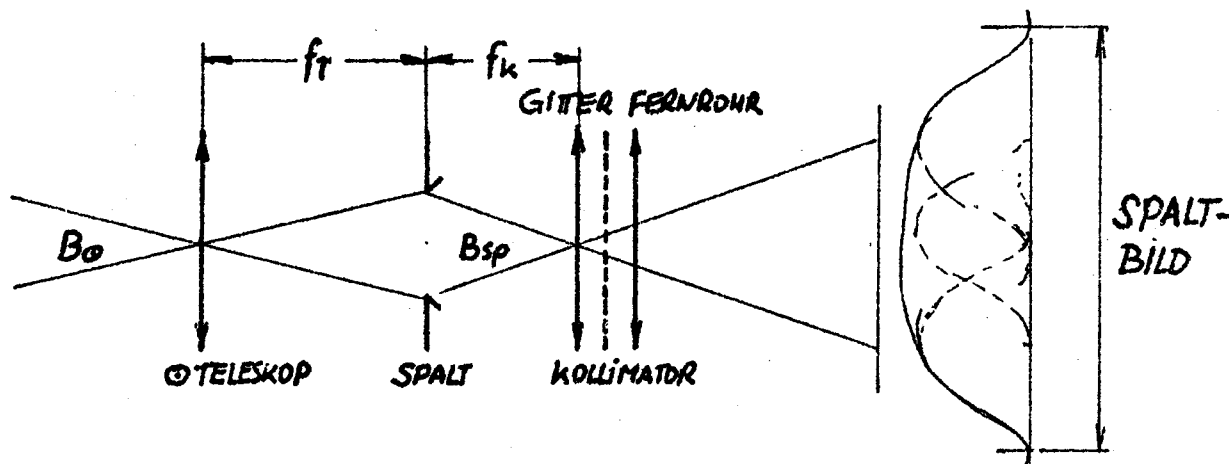


Abb. 16 : Kollimator zur Winkelbegrenzung

Beispiel : Spaltbreite =  $2''7$ ,  $f$  (Koll) = 2m,  $f$  (Obj.) = 5m (=5cm Sonnenbild) ergibt Spaltbreite = 0.03 mm,  $B_{\odot} = 1.1''$ ; wegen der eindimensionalen Dispersion des Gitters kann man einen Spalt verwenden.

Durch Beschränken des Gesichtswinkels des einfachen Spektroskops mit Hilfe des Kollimationsspalt erhält man ein scharfes Spektrum. Im Beispiel stammt das Spektrum von Strukturen, die durch den  $1''1$  (auf die Sonne bezogenen) breiten Spalt in den Spektrographen fallen.

Isoliert man im Spektrum ein monochromatisches Spektralelement durch einen entsprechend breiten Spalt, so sieht man durch diesen ein monochromatisches Bild des vom Eintrittsspalt durchgelassenen Sonnenbildes. Ein Spektrograph mit Eintritts- und Austrittsspalt heisst Monochromator.

Durch Aneinanderreihen der vom Monochromator durchgelassenen spaltförmigen Sonnenbilder lassen sich grössere Gebiete oder die ganze Sonne im monochromatischen Licht abbilden. Die Instrumente, die das Abtasten des Sonnenbildes mit dem Eintrittsspalt und das dazu synchrone Zusammensetzen der Austrittsspaltbilder erlauben, heissen

Spektroheliographen oder Spektroheliосkope.

Spektroheliographen sind relativ langsame Instrumente, da das Bild zeilenweise aufgebaut wird. Bei den Spektroheliосkopen wird das Bild durch das Abtasten sehr lichtschwach. Die grosse spektrale Reinheit ist aber ein grosser Vorteil dieser Instrumente. Durch die

modernen elektronischen Detektoren kann heute jeder Spektrograph zur Aufnahme von zweidimensionalen Sonnenbildern verwendet werden. Eine andere Möglichkeit, grössere Gebiete der Sonne im monochromatischen Licht beobachten zu können ist, den limitierenden Eintrittsspalt zu verbreitern. Dies ist, wie aus dem vorher gesagten hervorgeht nur auf Kosten der spektralen Reinheit möglich. Wie man aus den in Abb. 17 ab dargestellten Profilen einiger Fraunhoferlinien ersieht, haben manche Linien eine beachtliche Breite. So ist z.B. die für die Chromosphärenbeobachtung wichtige  $H\alpha$ -Linie so breit, dass ein Fenster von etwa  $0.5 \text{ \AA}$  hauptsächlich den Linienkern durchlässt. Als Beispiel soll der Spektrograph in Abb. 16 mit einem  $0.5 \text{ \AA}$  durchlassenden Austrittsspalt versehen werden. Mit der durch das verwendete Gitter gegebenen Winkeldispersion von  $10^{-4} / \text{\AA}$  ergibt sich die Spaltbreite zu  $5 \cdot 10^{-5}$  oder  $10''$  (Abb. 17). Gegenüber der "günstigen" Spaltbreite für diesen Spektrographen ist dieser Wert 3.8 mal breiter und entspricht auf der Sonne  $4''$ .

Für Protuberanzenbeobachtungen kann der Spalt um etliches breiter gemacht werden, da das störende Kontinuum fehlt (Protuberanzen - spektroskop).

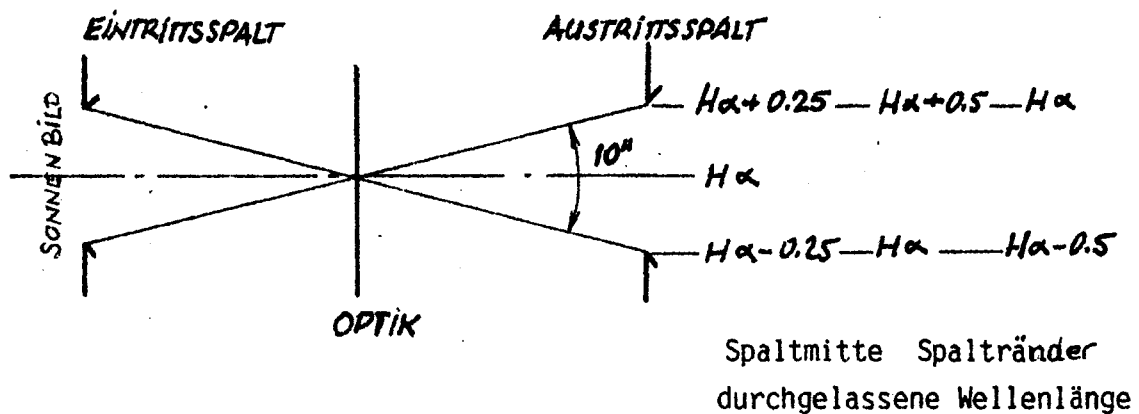


Abb. 17 : Monochromator mit weiten Spalten

Ein Bildfeld von  $4''$  auf der Sonne ist zu wenig, um von praktischen Nutzen zu sein. Das für ein bestimmtes spektrales Auflösungsvermögen erhaltene Bildfeld hängt direkt von der Winkeldispersion des verwendeten Spektralapparates ab. Wie in Kapitel 5.1. angeführt, haben Interferometer eine über 100 mal höhere Winkeldispersion als Gitter oder Prismen. Die Dispersion ist ausserdem radialsymmetrisch, was ein weiterer Vorteil ist.



$J=1$  KONTINUUM

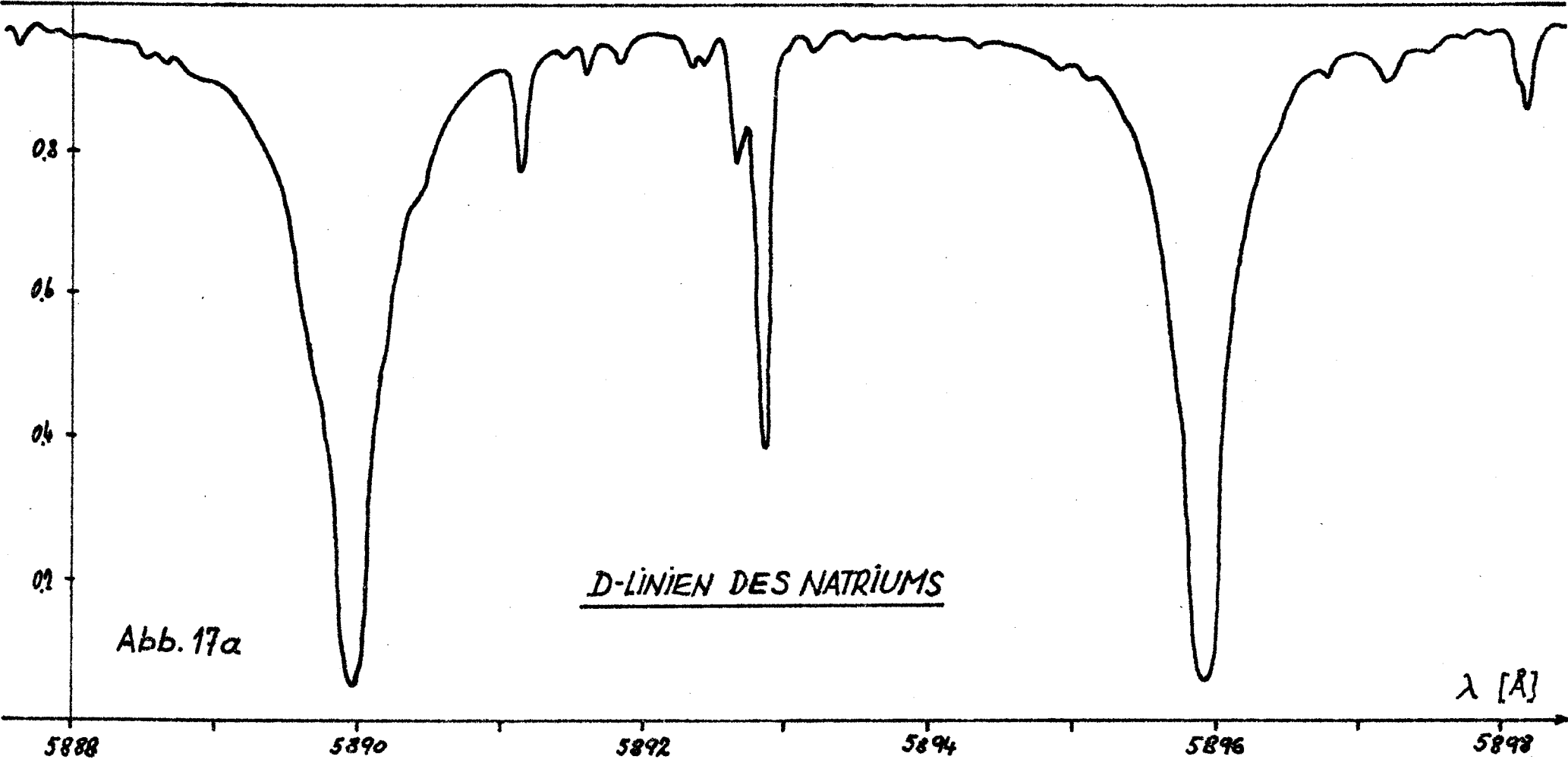


Abb. 17a

D-LINIEN DES NATRIUMS

$\lambda$  [ $\text{\AA}$ ]

3-1.0 KONTINUUM

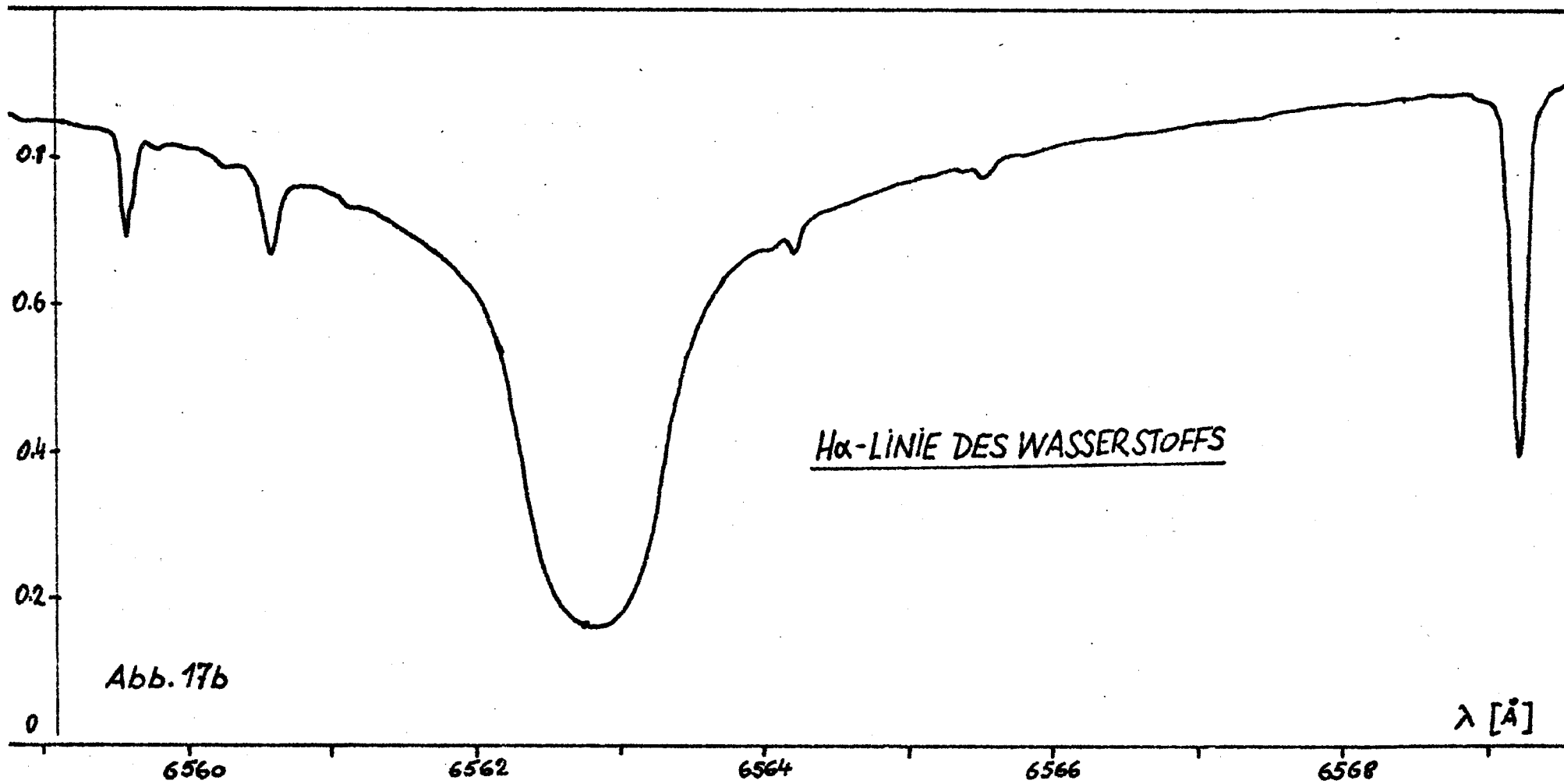


Abb. 17b

$\lambda$  [ $\text{\AA}$ ]

## 23. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Beobachtung der Sonne ...

Vor dem Fernrohr in Abb. 15 ersetzt man das Gitter durch ein Fabry Perot Interferometer, welches in der 450. Ordnung arbeitet. Mit den Formeln von 5.1. erhält man die in Abb. 18 eingetragenen Ergebnisse.

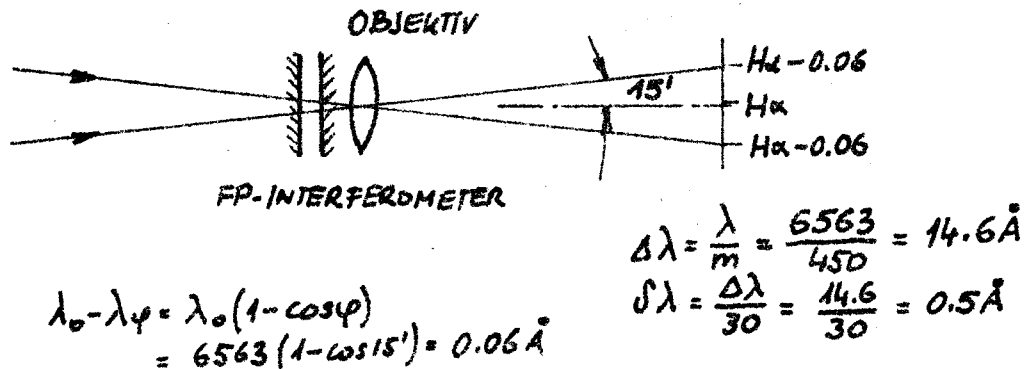


Abb. 18 : Interferometer als Filter für grosses Gesichtsfeld

Die vom Sonnenrand kommenden Strahlen durchsetzen das Interferometer unter einem Winkel von  $15'$ . Wegen der hohen Winkeldispersion verschiebt sich das Durchlassband dabei nur um  $0.06 \text{ \AA}$  zu kürzerer Wellenlänge.

Mit der in Abb. 18 gezeichneten Anordnung sollte nur gezeigt werden, dass sich Spektralapparate mit grosser Dispersion prinzipiell als schmalbandige Filter für grössere Gesichtsfelder eignen.

### 5.3. Sonnenspektrographen

#### 5.3.1. Gitterspektrographen

Von einem Sonnenspektrographen verlangt man, dass er stigmatisch abbildet, d.h. im monochromatischen Licht muss ein Punkt im Eintrittsspalt als Punkt im Spektrum abgebildet werden. Sonnenteleskop und Spektrograph müssen aufeinander abgestimmt sein, um eine möglichst effiziente Ausnützung zu erreichen (möglichst kurze Belichtungszeit, keine übertriebene Auflösung, usw.). Durch den Objektivdurchmesser des Sonnenteleskopes ist der Durchmesser der Bildelemente im Sonnenbild gegeben. Bei der Untersuchung von Sonnenstrukturen braucht der Eintrittsspalt nicht schmaler zu sein als die beugungsbegrenzten Bildelemente im Sonnenbild. Der Spektrograph selbst ist auch beugungsbegrenzt. Wegen des rechteckigen Bündelquerschnittes am Gitter ist die Beugungsbegrenzung in Dispersionsrichtung anders als normal dazu. Die lineare Grösse der beugungsbegrenzten Bild- und Spektralelemente hängen von der Brennweite des Kameraobjektives ab und sollen dem Auflösungs-

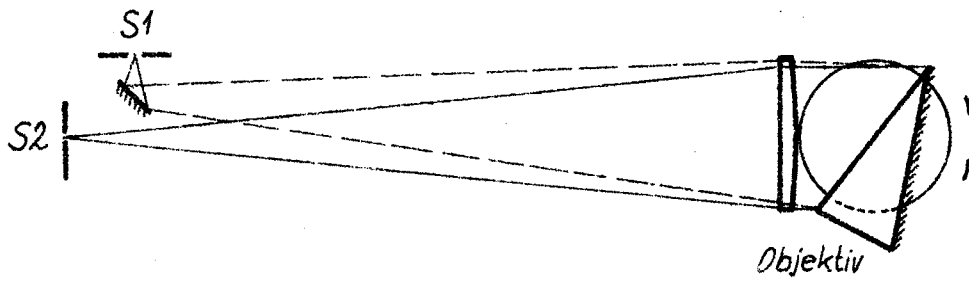
vermögen des Empfängers angepasst sein. Die Winkeldispersion hängt von der Genauigkeit ab, mit der man spektrale Details (z.B. Linienverschiebungen) erfassen will. Dabei muss daran gedacht werden, dass durch die bei grösserer Dispersion geringer werdende Helligkeit des Spektrums der vermeintliche Gewinn an Genauigkeit durch ein schlechteres Signal/Rauschverhältnis am Empfänger wieder zunichte gemacht werden kann. Die Abb. 19 zeigt einige typische Gitterspektrographen-Montierungen. Bei der Konstruktion eines Spektrographen müssen neben den obigen Überlegungen auch die geometrisch optischen Forderungen erfüllt werden (Bildfehler, Gitterausleuchtung, u.s.w.).

Die einfachste Methode, ein Spektrum aufzunehmen ist, es zu fotografieren. Das Spektrum kann aber auch photoelektrisch registriert werden. Bei der Verwendung von Photomultipliern oder anderen Detektoren bestimmt ein Austrittsspalt (Lichtleiter) die zu messende Stelle im Spektrum. Soll ein grösserer Teil des Spektrums registriert werden, kann 1. der Austrittsspalt über das Spektrum bewegt werden oder 2. das Spektrum durch Drehen des Gitters über den Austrittsspalt.. Sollen bei Registrierung über einen grösseren Spektralbereich solare Strukturen miterfasst werden, muss das Sonnenbild achromatisch sein.

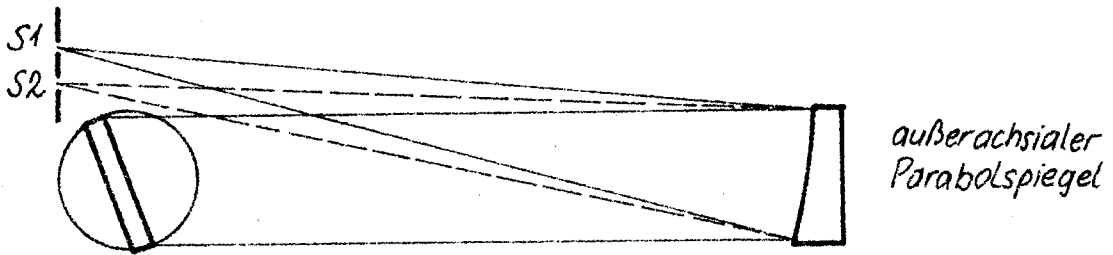
Es wurde schon darauf hingewiesen, dass jeder Spektrograph als Spektroheliograph verwendet werden kann. Den Eintrittsspalt ersetzt man durch eine kleine Blende und tastet damit das Sonnenbild mäanderförmig ab, wozu die Nachführautomatiken der Sonnenteleskope besondere Vorrichtungen haben. Im Spektrum kann photoelektrisch die der Position der Eintrittsblende entsprechende Intensität bei jeder gewünschten Wellenlänge gemessen werden und daraus ein monochromatisches Sonnenbild zusammengesetzt werden. Der Vorteil dieser Methode liegt in der Möglichkeit der elektronischen Echtzeitverarbeitung der Messsignale. Auf diese Weise ist es möglich, Heliogramme von Geschwindigkeits- oder Magnetfeldern aufzunehmen.

Die Austrittsblenden lassen sich direkt durch kleine Photodioden ersetzen. Die heute erhältlichen ein- und zweidimensionalen Photodiodenarrays enthalten bis zu 250000 etwa  $15 \times 15 \mu\text{m}$  bis  $30 \times 30 \mu\text{m}$  grosse Einzeldioden. Damit lassen sich sehr leistungsfähige Messapparaturen aufbauen. So kann z.B. das mäanderförmige Abtasten des Sonnenbildes entfallen wenn jeder Diode eines Zeilenarrays ein Bildpunkt im Eintrittsspalt zugeordnet wird (Zeilenarrays bis zu 4096 Dioden!).

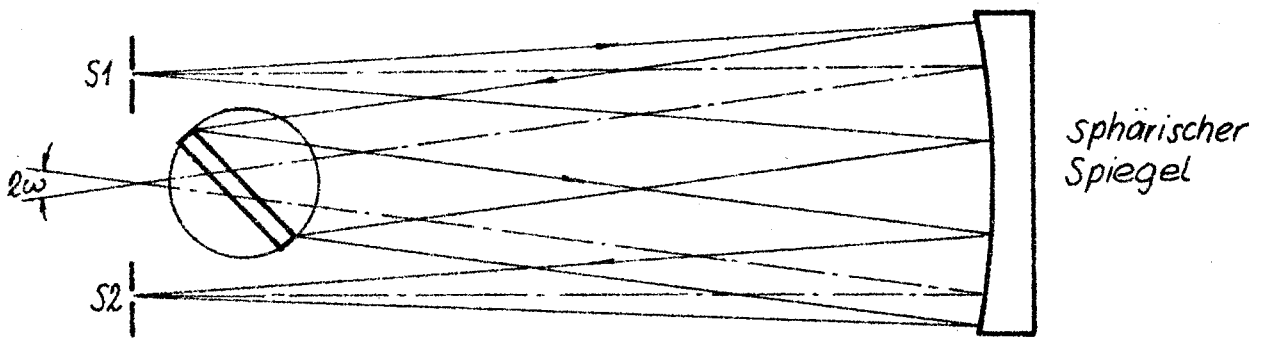
Zu 24. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Sonnenbeobachtung



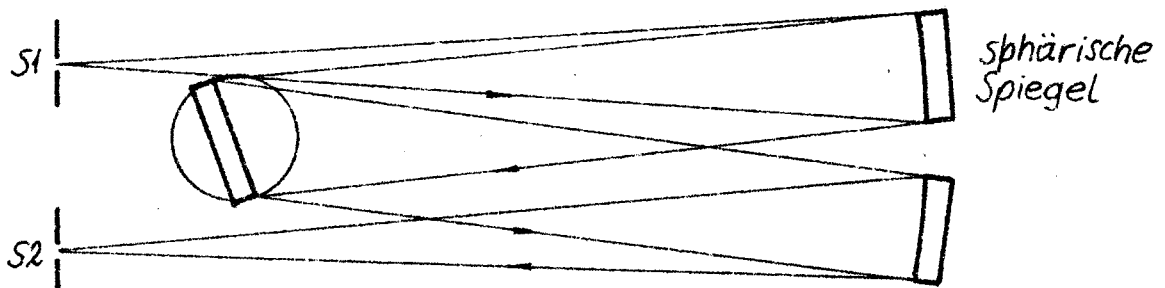
Littrow-Montierung mit Prisma oder Plangitter



Littrow-Montierung mit Plangitter



Ebert-Fastie-Montierung,  $\omega$  = Ebertwinkel



Cerny-Turner-Montierung, gegenüber Ebert kleine Spiegel, zusätzlich Aberrationskorrektur möglich

Abb. 19 : Spektrographenmontierungen. Einer der Spalte kann gegen Photoplatte getauscht werden

### 5.3.2. Fouriertransform Spektrometer

Bei der Besprechung des Michelson Interferometers wurde festgestellt, dass bei kontinuierlicher Gangunterschiedsänderung die Intensität einer monochromatischen Strahlung cosinusförmig moduliert wird, wobei die Frequenz von der Wellenzahl  $\sigma$  abhängt. Jede Wellenzahl ist also durch die Frequenz gewissermassen kodiert. Besteht die Strahlung aus Teilstrahlungen verschiedener Intensität  $i_\sigma$  und Wellenzahl  $\sigma$ , so ergibt sich die Modulation der Ausgangsintensität aus der Summe der modulierten Teilstrahlungen. Den modulierten Intensitätsverlauf nennt man Interferogramm. Der variable Teil des Interferogramms

$$J(\Delta) = \int i_\sigma \cos(2\pi\sigma\Delta) d\sigma \quad (18)$$

stellt das aus cos-Gliedern gebildete Fourier Integral von  $i_\sigma$  dar. Aus ihm lässt sich durch Ausfiltern der einzelnen Wellenzahlen oder durch rechnerische Analyse die ursprüngliche spektrale Energieverteilung

$$i_\sigma = \int J(\Delta) \cos(2\pi\sigma\Delta) d\Delta \quad (19)$$

$\Delta = \text{Gangunterschied}$

zurückgewinnen.

Will man mit dieser Methode noch kleine Wellenlängenunterschiede feststellen, also hohes Auflösungsvermögen haben, so muss die Gangunterschiedsänderung gross sein, damit sich das Interferogramm ändert. Es gibt eine obere Grenze für das Auflösungsvermögen.

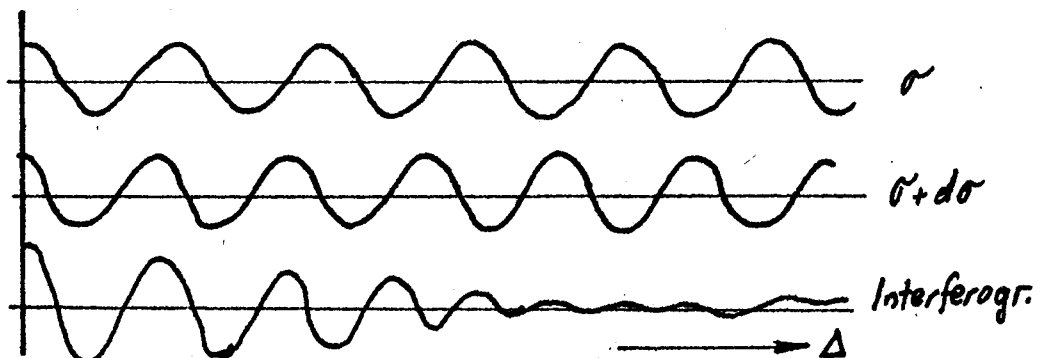
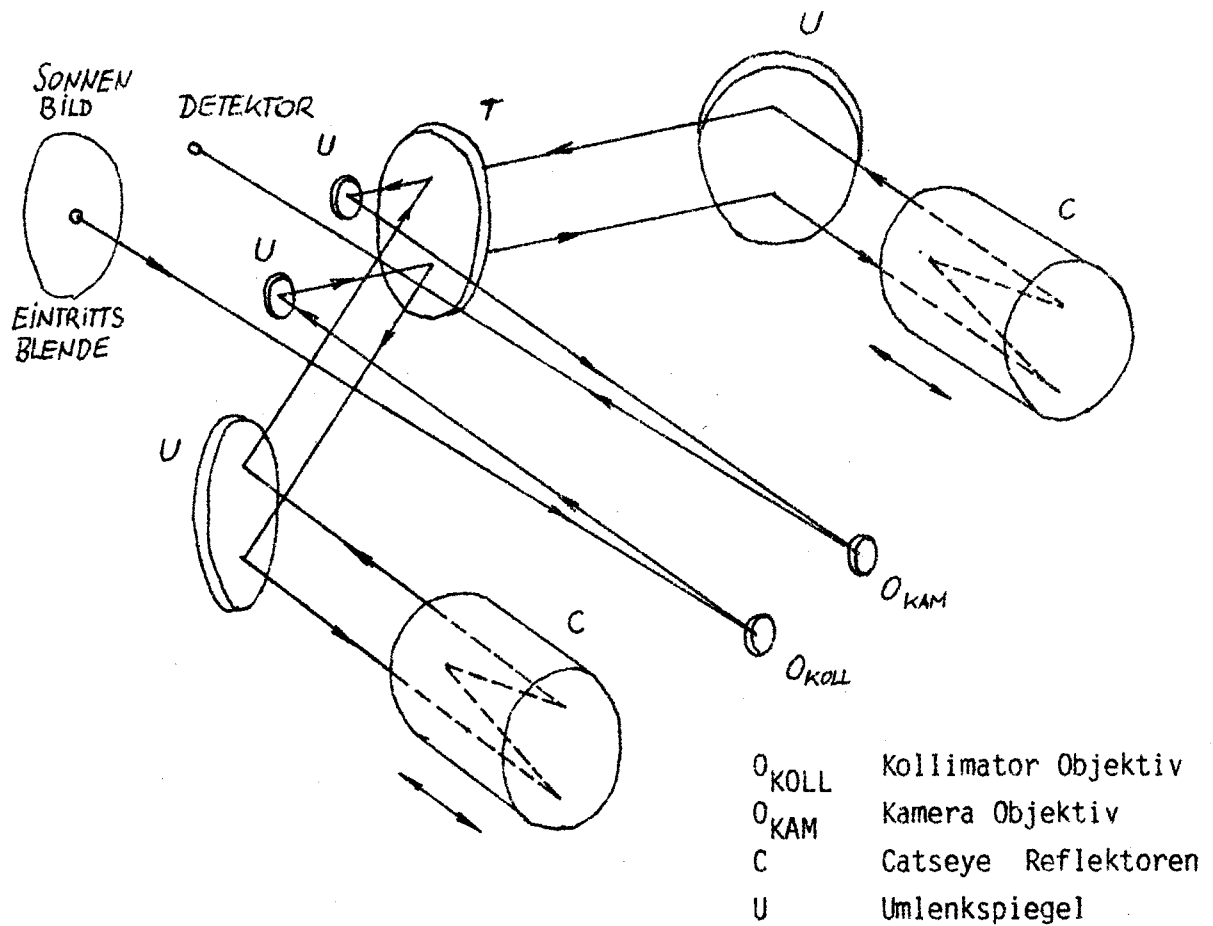


Abb. 20 : Zum Auflösungsvermögen des FT-Spektrometers

26. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Beobachtung der Sonne ...



Max. Gangunterschied	1m
Max. Auflösungsvermögen	$3 \cdot 10^6$
Spektralbereich	0.38 - 9.5 $\mu\text{m}$
Positionsauflösung	$\lambda/2000$ bei 6328 $\text{\AA}$
Messfrequenz	2500 Hz
Dynamikbereich des A/D - Wandlers	21 bit ( $2 \cdot 10^6$ )
Baselineoffset	kleiner als 0.1 % des Kont.
Kontinuum S/N	bis 10000 : 1

Abb. 22 : Kitt Peak Fourier Transform Spektrometer (J.Brault)

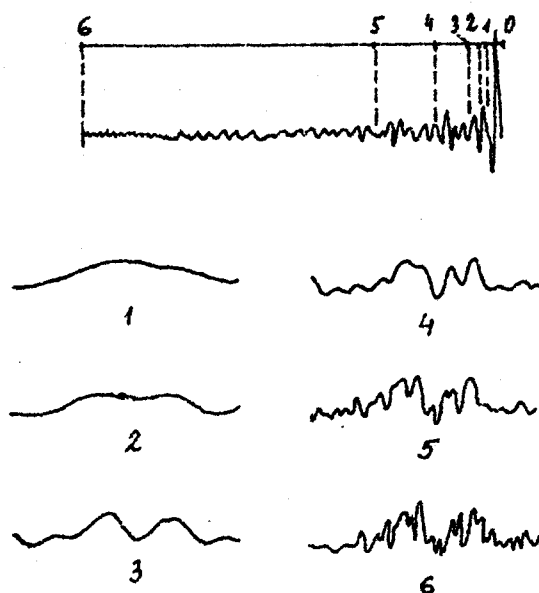


Abb. 21 : Entwicklung des Spektrums bei Verwendung eines immer grösseren Teils des Interferogrammes (nach YOSHINAGA)

Der Vorteil des FT - Spektrometers gegenüber den Spaltspektrographen ist das Wegfallen des engen Spaltes und das gleichzeitige Aufnehmen aller Spektralelemente. In Abb. 22 ist das Kitt Peak Fourier - Transform - Spektrometer mit einigen instrumentellen Daten dargestellt.

#### 5.3.4. Resonanzzellen - Spektrometer

Bei allen bisher beschriebenen Spektrometern ist eine absolute Wellenlängenmessung schwierig. Das FTS liefert absolute Wellenlängen wenn der Gangunterschied Null genau ist.

Zur Messung von solaren Geschwindigkeitsfeldern genügt es, die Dopplerverschiebung einer Spektrallinie möglichst genau zu bestimmen. Resonanzzellen-Spektrometer eignen sich dazu sehr gut. Es wurden damit solare Pulsationen mit Geschwindigkeiten von einigen cm/Sekunde gemessen.

Eine Resonanzzelle enthält Atomdampf eines bestimmten Elementes (Na, K, Rb, etc.). Die Zelle wird mit dem zu analysierenden Licht gerichtet bestrahlt. Der Atomdampf absorbiert die einer Spektrallinie entsprechende Strahlung und emittiert diese wieder in alle Richtungen (Fluoreszenz, nicht gerichtet). Die Intensität der emittierten monochromatischen Strahlung wird gemessen. Wegen der



niedrigen Dampftemperatur ist die Linienbreite der emittierten Spektrallinie äusserst fein und beträgt nur einige  $\text{m}\text{\AA}$ . Durch ein starkes Magnetfeld kann die Linie in zwei eng beieinander liegende Komponenten aufgespalten werden, die sich durch ihren Polarisationszustand unterscheiden. Die Resonanzzelle wird so zu einem Filter mit zwei extrem schmalbandigen Durchlassbanden. Die Messung der Linienverschiebung geschieht ähnlich wie mit einem Spektrographen und symmetrisch zur Linie angeordneten Austrittsspalten. Anstelle der Austrittsspalte treten die durch die Atome bestimmten Resonanzlinien Komponenten. Die Abb. 23 zeigt schematisch ein Resonanzzellen Spektrometer und das Prinzip der "Doppler"-messung mit zwei Spalten.

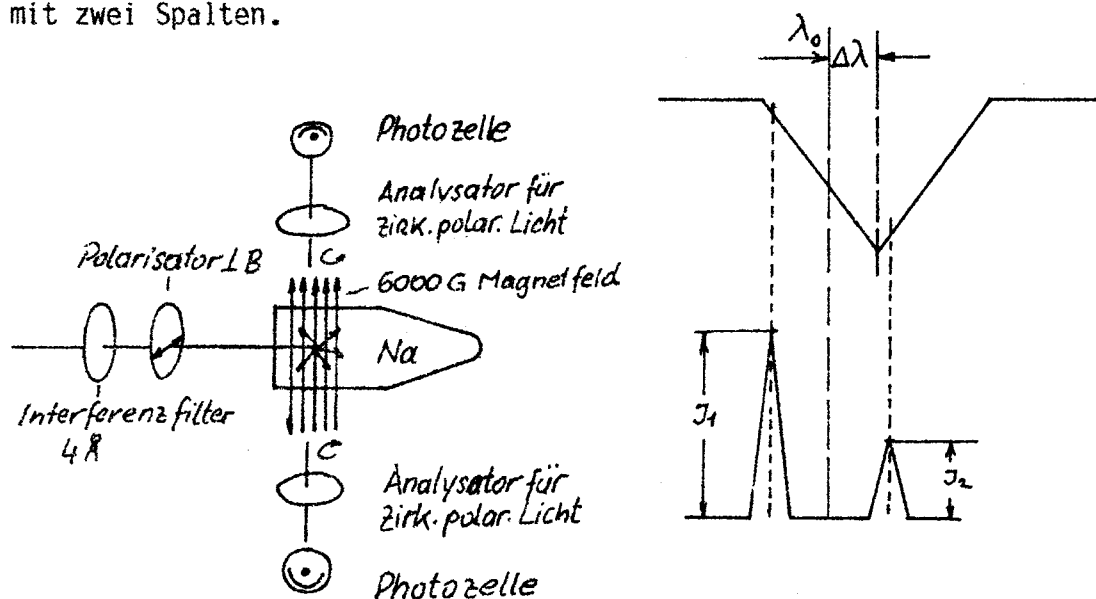


Abb. 23 : Eine Form eines Resonanzzellenspektrometers und Prinzip der Messung von Linienverschiebungen.

In einer Resonanzzelle bewegen sich die Atome in alle Richtungen wodurch das Profil der emittierten Linie durch Dopplerverschiebungen verbreitert wird. Zur Vermeidung dieser Verbreiterung verwenden Atomstrahl Spektrometer Atomstrahlen mit in Beobachtungsrichtung vernachlässigbaren Geschwindigkeitskomponenten (Profil  $6 \text{ m}\text{\AA}$ ).

## 29. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Beobachtung der Sonne...

### 5.4. Filter zur Sonnenbeobachtung

Nahezu alle heute für die Sonnenbeobachtung im monochromatischen Licht benützten Filter beruhen auf der Interferenz des Lichtes. Als Filter in einem abbildenden Strahlengang werden sowohl Zweistrahl- als auch Vielstrahlinterferometer verwendet.

#### 5.4.1. Filter mit Zweistrahlinterferenz, Polarisations-Interferenzfilter

Ein Michelsoninterferometer (siehe Seite 14) hat eine kosinusförmige Spektral-Durchlassfunktion (Gleichg 12) oder umgeformt :

$$J = J_0 \cos^2 \frac{\pi \Delta}{\lambda} \quad (20)$$

Das Spektrum wird von dunklen Streifen durchzogen (kaneliertes Spektrum) deren Wellenlängenabstand vom Gangunterschied abhängt. Ein kleiner Gangunterschied erzeugt wenige, ein grosser viele Streifen. Durch Ändern des Gangunterschiedes um Bruchteile der Lichtwellenlänge kann das Streifensystem an jede beliebige Stelle im Spektrum gelegt werden. Bei einer Änderung um  $\lambda/2$  vertauschen die hellen und dunklen Streifen ihren Platz.

Um ein Filter mit engem Durchlassbereich und grossem freien Spektralbereich zu bekommen, ordnet man eine Reihe von Interferometern hintereinander an, wobei sich die Gangunterschiede wie  $1 : 2 : 4 : 8 \dots 2^n$  verhalten (Abb. 24).

Bei einem einfachen Michelsoninterferometer geschieht die Gangunterschiedsänderung gewöhnlich mechanisch durch Verschieben eines Spiegels. Zur genauen Wellenlängeneinstellung ist dazu eine äusserst feine mechanische Abstimmung erforderlich. Für eine fixe Wellenlänge könnten die Interferometer aus Prismen zusammengekittet werden.

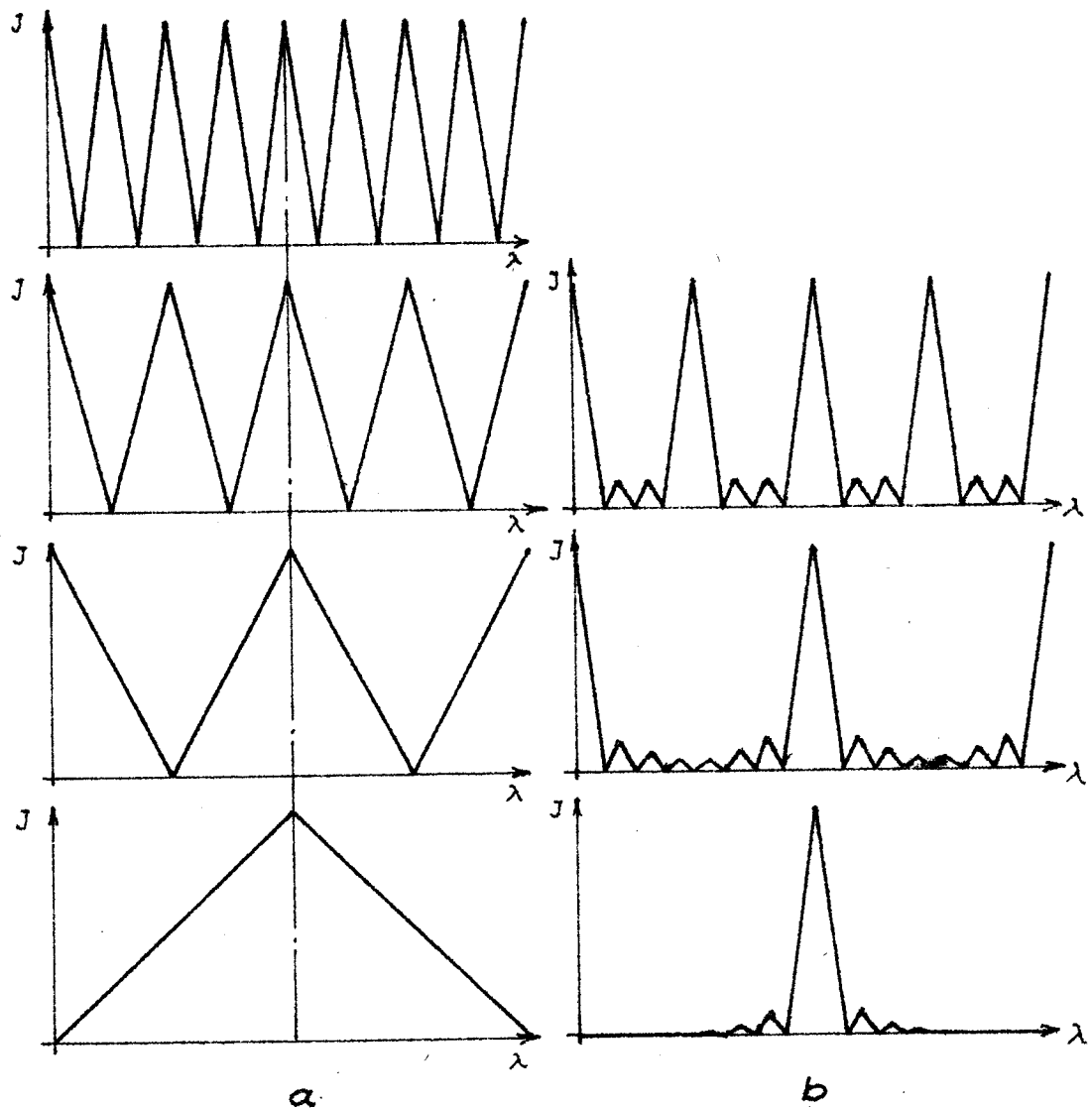


Abb. 24 : a) Durchlassbanden von 4 Michelsoninterferometern, deren Gangunterschiede sich wie 1 : 2 : 4 : 8 verhalten  
 b) Wirkung der Reihenschaltung. Zur Vereinfachung der Zeichnung sind die Kosinusprofile durch Dreiecksprofile ersetzt.

Grosse praktische Bedeutung für die Sonnenbeobachtung haben die Polarisations-Interferenzfilter (birefringentfilter = Doppelbrechungsfilter). Das wesentliche Prinzip dieser Filter ist, dass das vom selben Polarisationszustand ausgehende Licht interferenzfähig ist

31. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Beobachtung der Sonne...

Der Aufbau eines doppelbrechnenden Filterelementes ist in Abb. 25 dargestellt.

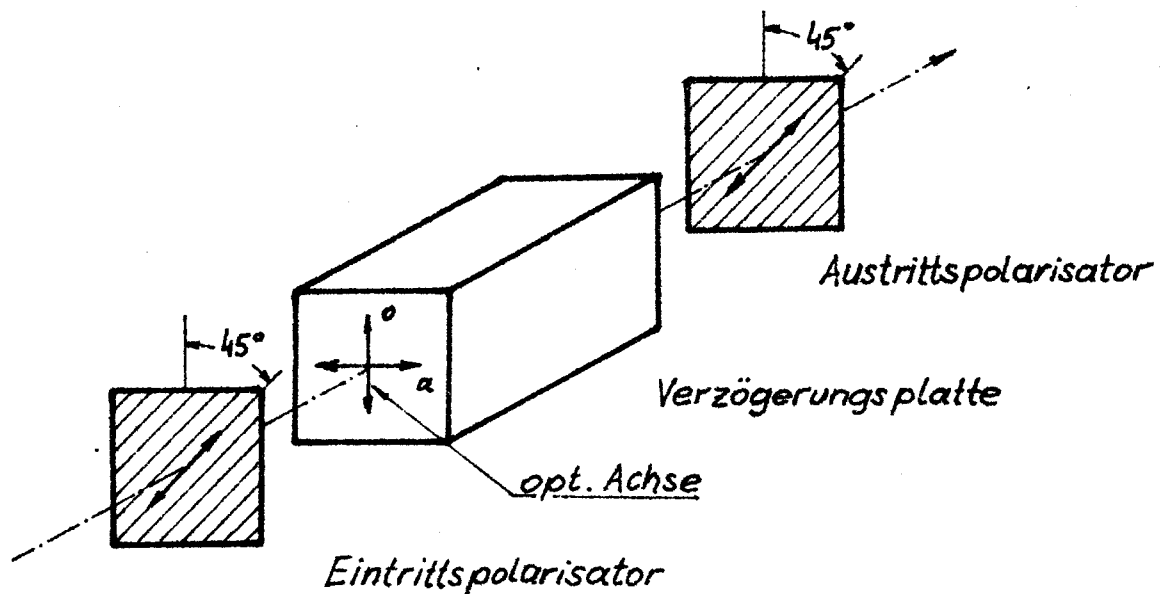


Abb. 25 : Filterelement eines Polarisations-Interferenzfilters

Durch den Eintrittspolarisator wird das Licht linear polarisiert, in der vom Pfeil markierten Richtung. Steht dieser Polarisator unter  $45^\circ$  zur ordentlichen und ausserordentlichen Achse der doppelbrechnenden Platte, haben die beiden Komponenten im Kristall gleiche Amplitude, wie in den beiden Armen des Michelson Interferometers. Durch die verschiedene Ausbreitungsgeschwindigkeit des Lichtes im ordentlichen und ausserordentlichen Strahl kommt der gewünschte Gangunterschied zwischen den beiden Bündeln zustande. Durch den Austrittspolarisator werden die beiden Komponenten kombiniert und können interferieren.

Maxima werden bei den Wellenlängen auftreten, für die der Gangunterschied  $\lambda$  beträgt. Für eine Parallel zur optischen Achse geschnittenen Platte eines einachsigen Kristalls gilt für senkrechten Lichteinfall :

$$m\lambda = d (n_a - n_o) \quad (21)$$

### 32. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Beobachtung der Sonne...

Darin ist  $\lambda$  die Wellenlänge des Durchlässigkeitsmaximums,  $m$  die Ordnung der Interferenz,  $d$  die Plattendicke und  $(n_a - n_o)$  die Doppelbrechung, also die Differenz der Brechungsindizes des ausserordentlichen und ordentlichen Strahls.

Für Lichtbündel, die schräg auf die Platte treffen ändert sich sowohl die Dicke  $d$  der Platte als auch die Doppelbrechung  $(n_a - n_o)$ . Wegen der beiden Achsen ist die Interferenzfigur im stark divergenten Strahlengang nicht rotationssymmetrisch, sondern besteht aus Hyperbeln, wie in Abb. 26 a gezeichnet.

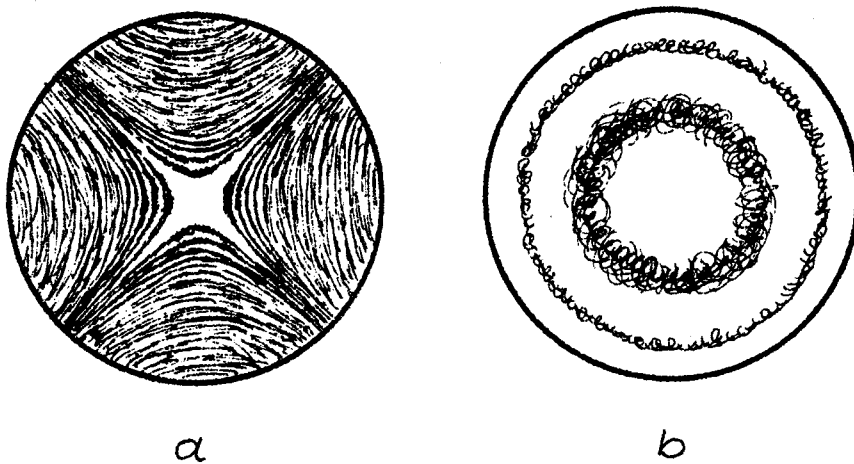


Abb. 26 : Interferenzen an Filterelementen in stark divergentem Licht  
a ein einfaches Element, b gleich dickes gespaltenes Element.

Die Figur kommt zustande, weil die Änderung der Doppelbrechung mit dem Neigungswinkel von einem Quadranten zum anderen das Vorzeichen ändert. Diese Eigenschaft lässt sich dazu benutzen, Filterelemente mit rotationssymmetrischer Winkeldispersion herzustellen. Ein Weg besteht darin, die Kristallplatte zu halbieren und gegeneinander um  $90^\circ$  zu verdrehen. In einer solchen Kombination wird allerdings der Gangunterschied der ersten Halbplatte von der zweiten Halbplatte aufgehoben. Um dies zu verhindern, wird mit einer  $\lambda/2$  Platte auch die Polarisations Ebene zwischen den halbierten Platten um  $90^\circ$  gedreht. Den Aufbau eines aufgespaltenen Elementes zeigt Abb. 27 und das Ergebnis Abb. 26 b.

33. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Beobachtung der Sonne...

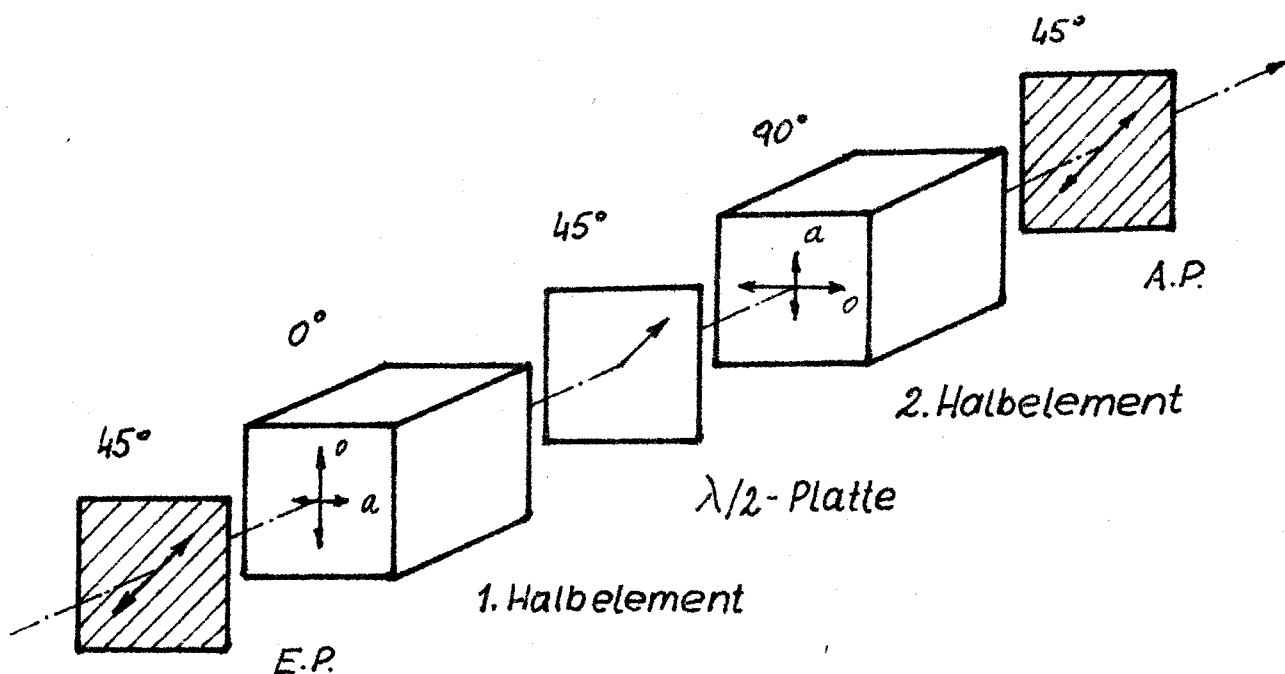


Abb. 27 : Weitfeldelement

Die Winkelabhängigkeit des Gangunterschiedes eines geteilten Elementes ist geringer als die eines einfachen Michelson- oder Fabry Perot-Interferometers. Für die durchgelassene Wellenlänge als Funktion des Einfallswinkels gilt :

$$\frac{d\lambda}{\lambda_0} = - \frac{\sin^2 \varphi}{2n_0^2} \frac{(n_a - n_0)}{2na} \quad (22)$$

Für das einfache Michelson- und Fabry Perot-Interferometer ist die Funktion

$$\frac{d\lambda}{\lambda_0} = - \frac{\sin^2 \varphi}{2n^2} \quad (23)$$

die aus Glg (11) und dem Brechungsgesetz abgeleitet werden kann.

$\lambda_0$  ist die Wellenlänge für senkrechten Lichteinfall,  $n$  der Brechungsindex der "Platte", die den Gangunterschied bewirkt. Für Quarz ist  $(n_a - n_0) / n_e$  etwa 0.003 und für Kalkspat - 0.058, daraus resultiert der grosse Vorteil der doppelbrechenden Filterelemente.

### 34. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Beobachtung der Sonne...

Beide Formeln sind nur Näherungen, bei genauer Rechnung ergeben sich die in Abb. 28 gezeigten Wellenlängenverschiebungen..

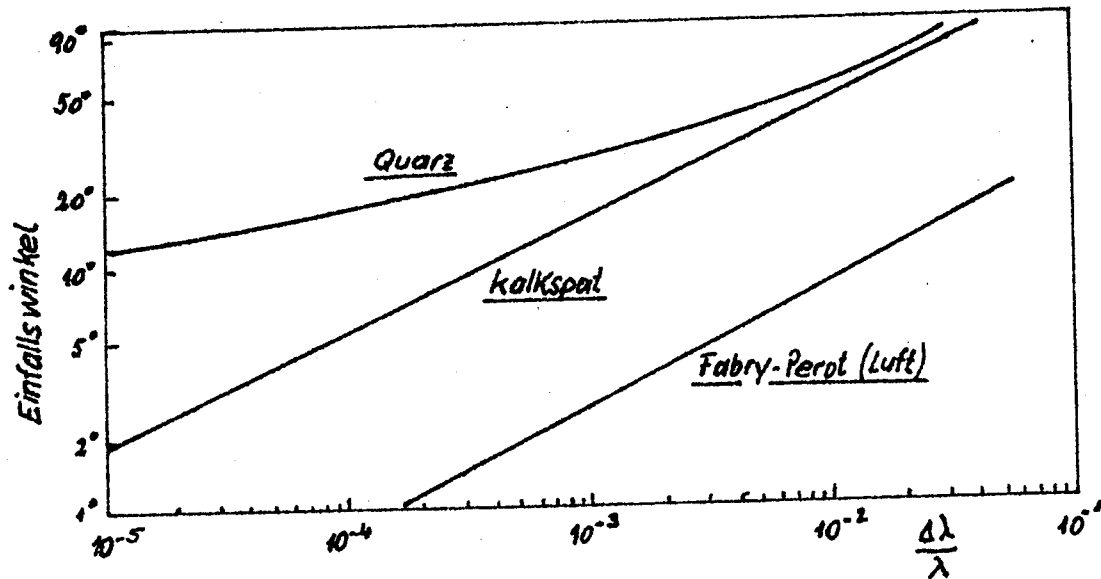


Abb. 28 : Wellenlängenverschiebungen in Abhängigkeit vom Einfallswinkel für doppelbrechende Weitelemente und Fabry Perot-Interferometer (Luft) platte.

Es soll hier nur erwähnt werden, dass es auch eine Weitfeldversion des Michelsoninterferometers gibt.

Ein grosser Vorteil der Polarisations Interferenzfilter gegenüber FP-Interferenzfiltern ist die einfache Wellenlängenverstellung. Durch Temperaturwechsel ändert sich neben Kristalldicke vor allem die Doppelbrechung (im Visuellen für Quarz  $-0.5 \text{ \AA}$ , und für Kalkspat  $-0.3 \text{ \AA}$  pro  $1^\circ \text{ C}$ ).

Polarisations Interferenzfilter müssen daher thermostatisiert oder laufend nachgestimmt werden.

Für die Anwendung eines Filters ist es wichtig, die Wellenlänge verstellen zu können. Die beste, wenn auch nicht einfach verständliche Abstimmungsmethode ist, eine  $\lambda/4$  Platte einzufügen und den Austrittspolarisator drehbar zu machen (Abb. 29).

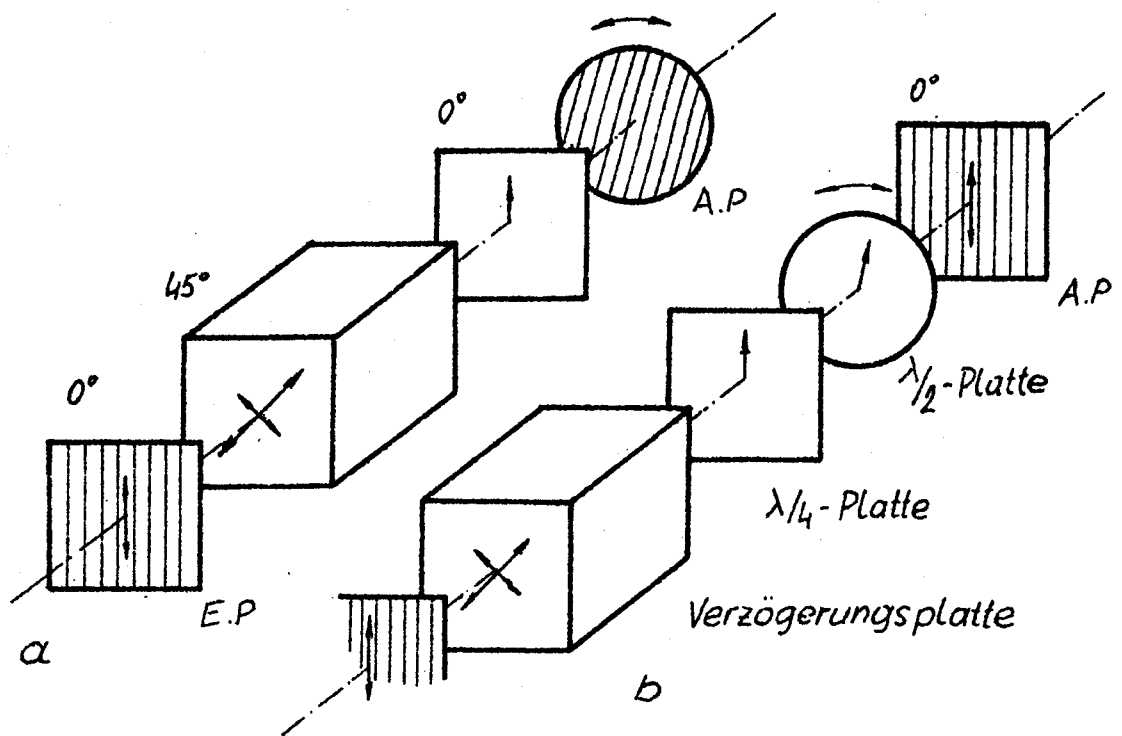


Abb. 29 : a einfaches Abstimmungselement, b durch Einfügen einer Platte kann der Austrittspolarisator fix bleiben.

Allgemein erzeugt eine Verzögerungsplatte elliptisch polarisiertes Licht, wobei die Elliptizität eine Funktion der Wellenlänge ist :

$$\varepsilon = \operatorname{tg} \frac{\pi d}{\lambda} (n_a - n_o) \quad (24)$$

Die Platte dient als Analysator und macht aus dem elliptisch polarisierten Licht linear polarisiertes Licht, dessen Orientierung von der Elliptizität abhängt :

$$\Theta = \operatorname{arctg} \varepsilon = \frac{\pi d}{\lambda} (n_a - n_o) \quad (25)$$

Ist  $\Theta_0$  der Winkel, bei dem die gleiche Wellenlänge durchgelassen wird wie ohne Abstimmungselement, so wird der Zusammenhang zwischen Polarisatorverdrehung und Wellenlänge :

$$\Theta - \Theta_0 = \pi d (n_a - n_o) \left( \frac{1}{\lambda} - \frac{1}{\lambda_0} \right) \quad (26)$$



36. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Beobachtung der Sonne...

Eine Drehung um  $\kappa$  bewirkt eine Verschiebung um einen freien Spektralbereich, wie durch Vergleich mit Formel (21) leicht festgestellt werden kann. Eine Drehung des Austrittspolarisators ist ungünstig, wenn weitere Elemente folgen, daher ist es günstiger, die gewünschte Polarisations Ebene (Wellenlänge) mit einer drehbaren  $\lambda/2$  Platte zu wählen (Abb. 29 b).

Polarisations Interferenzfilter, die aus den hier beschriebenen Elementen aufgebaut sind, nennt man gewöhnlich Lyot- oder Öhmanfilter (Abb.30a). Da die vielen Polarisatoren viel Licht absorbieren hat man versucht, Filter mit weniger Polarisatoren zu bauen. Das Šolz-Filter kommt mit zwei Polarisatoren aus (Abb. 30 c)

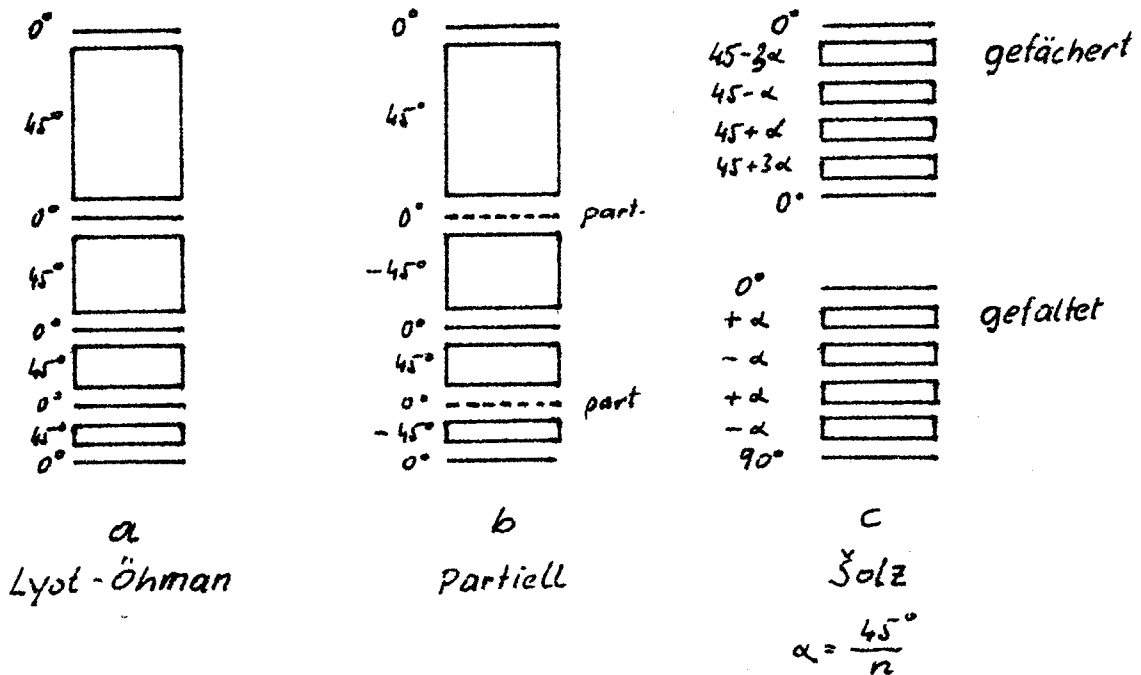


Abb. 30 : Polarisationsfilter Bauarten

Die neuesten Filterentwicklungen verwenden partielle Polarisatoren (Abb. 30b) und Computer gesteuerte Abstimmung aller Elemente. Thermostatisierung ist nicht mehr nötig. Durchlassbreiten von  $0.05 \text{ \AA}$  können erreicht werden.

Der vorhin beschriebene "Wellenlängenschieber" mit  $\lambda/4$  Platte lässt sich auch bei einem Polarisations- Michelson Interferometer verwenden. Das Prinzip dieses Interferometers zeigt Abb. 31

37. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Beobachtung der Sonne...

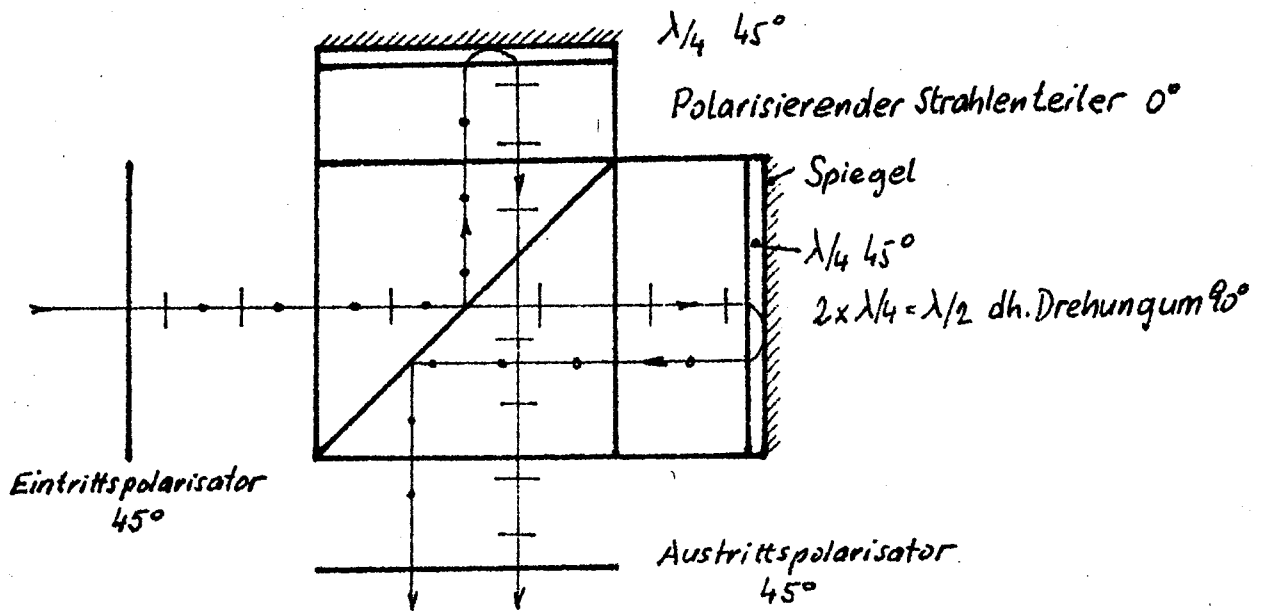


Abb. 31 : Polarisations Michelson-Interferometer

5.4.2. Filter mit Vielstrahlinterferenz, Fabry-Perot-Interferometer, Interferenzfilter

Durch Vielstrahlinterferenz gelingt es, die Filterbandbreite im Vergleich zum freien Spektralbereich stark zu verringern. Das Filterprofil eines Fabry-Perot-Interferometers ist die Airy Function für Transmission (siehe Abb. 13)

$$J^2 = \frac{t^2}{(1-r)^2} \frac{1}{1 + \frac{4r}{(1-r)^2} \sin^2 \frac{\delta}{2}} = \frac{t^2}{(1-r)^2} \frac{1}{1 + S \sin^2 \frac{\delta}{2}} \quad (27)$$

r ist die Reflexion und t die Transmission der Spiegel, (r+t=1),  $\delta$  ist der Phasenunterschied zweier aufeinanderfolgender Strahlen.

$\delta = (2\pi/\lambda) (2nd \cos \varphi)$ . Maxima treten auf, wenn  $\sin^2 \delta/2 = 0$ . Ohne Absorption ist die Intensität der Maxima gleich der des einfallenden Lichtes, gleichgültig wie gross der Reflexionskoeffizient ist.

$S = 4r/(1-r)^2$  ist der Schärfekoeffizient. Die Breite des Profils bei halber Intensität (Halbwertsbreite) ist mit (27) und  $\delta$  als Bruchteil von  $2\pi$ :

$$\frac{1}{F_r} = \frac{1}{\pi \sqrt{S}} = \frac{1-r}{\pi \sqrt{r}} \quad (15)$$

### 38. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Sonnenbeobachtung ...

Die Profilbreite bei 1/10 der Intensität ist 3 mal so breit wie die Halbwertsbreite. Diesen breiten Flügel des Profils sind gegenüber den Polarisations Interferenzfiltern ein Nachteil der FP-Filter. Absorption in den Spiegeln reduziert die Intensität der Durchlassbanden, das Linienprofil wird nicht geändert. Im ersten Faktor der Formel (27) wurde  $(1-r) = t$  angenommen, der Faktor ist 1. Bei Absorption ist  $(1-r) = t+a$ , der Faktor wird somit  $t/(1+a/t)^2$ . Die Intensität wird also durch das Verhältnis  $a/t$  bestimmt. Die heute verwendeten, aus dielektrischen Schichten aufgebauten Spiegel haben bei hohem Reflexionsvermögen sehr geringe Absorption, im Gegensatz zu den früher viel verwendeten Silberspiegeln.

Die Platten eines FP-Interferometers müssen mit höchster Genauigkeit (besser als  $\lambda/200$ ) in einem bestimmten Abstand parallel montiert sein. Um eine bestimmte Wellenlänge einstellen zu können, muss der Plattenabstand ausserdem messbar verändert werden können. Die diversen mechanischen Montierungen sind nur für einen festen Plattenabstand einigermaßen stabil zu bauen. Durch Neigen des Interferometers lässt sich das Durchlassband zu niedrigeren Wellenlängen verschieben. Eine bessere Methode ist, durch Druckänderung den Brechungsindex zwischen den Platten zu ändern. Das Interferometer wird dazu in eine druckfeste Kammer eingebaut. Aus Gleichung (11) für senkrechten Lichteinfall findet man die für eine Verschiebung um eine Ordnung notwendige Brechungsindexänderung  $\Delta n$

$$\Delta n = \frac{\lambda}{2d} = \frac{1}{m} \quad (28)$$

Luft hat bei 1 Atmosphäre Druck einen Brechungsindex von etwa 1.0003. Eine Druckänderung von 1 Atm. entspricht also einem  $\Delta n$  von  $3 \cdot 10^{-4}$  und das Interferometer müsste ein  $m$  von  $>3000$  haben um den Gangunterschied um  $\lambda$  zu ändern.

Um grössere Gangunterschiedsänderungen zu erhalten wird höherer Druck oder ein Gas mit höherem Brechungsindex (Propan, Freon) oder beides notwendig.

Mit elektronischen Regelkreisen und geeigneten Messmethoden lässt sich der Abstand und die Parallelität der Interferometerplatten mit grösster Genauigkeit einhalten. Die Bestimmung der gegenseitigen Lage der Platten erfolgt entweder optisch in Referenzstrahlengängen und geeigneten scharfen Spektrallinien oder rein elektrisch mit Referenzkondensatoren als Distanzsensoren in einer Wechselstrombrücke.

### 39. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Sonnenbeobachtung...

Piezoelektrische Spannungs-Weg-Wandler dienen zur mechanischen Feinverstellung der Platten (z.B.  $3\mu/1000\text{ V}$ ). Mit diesen elektronisch kontrollierten Fabry-Perot-Interferometern wird es möglich sein, schmalbandige Filter zu bauen, vor allem für Spektralbereiche für die es schwierig ist, Polarisations-Interferenzfilter herzustellen (nahes IR und UV).

Interferenzfilter sind kompakte Fabry-Perot-Interferometer. Anstelle der "Luftplatte" tritt eine planparallele Platte aus festem Material mit dem Brechungsindex  $n$ , die beidseitig verspiegelt ist. Interferenzfilter arbeiten in niedriger Ordnung, das bedeutet, dass die Distanzschicht sehr dünn wird (max. einige  $\mu$ ). Die Herstellung dieser dünnen gleichförmigen Schichten gelingt mit der modernen Hochvakuumtechnik durch Aufdampfen entsprechender Substanzen. Im Hochvakuum werden auch die Spiegel entweder aus Metall (Silber) oder aus dielektrischen Schichten aufgebracht. Den Aufbau eines Interferenzfilters zeigt Abb. 32

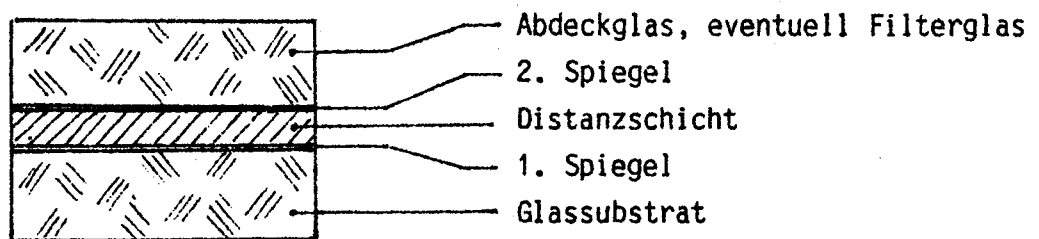


Abb. 32 : Aufbau eines Interferenzfilters

Metallinterferenzfilter sind einfacher herzustellen und daher billiger. Die stärkere Absorption in den Metallspiegeln reduziert allerdings die Transmission auf etwa 30 - 40 %. Ein Filter, das in der 2. Ordnung arbeitet hat im sichtbaren Spektralbereich nur ein Durchlassband, mit 70 bis 100  $\text{\AA}$  Halbwertsbreite.

Bei den ganz dielektrischen Filtern kann  $F_r$  (Glg 15) bis zu 100 werden. Ein Schmalbandfilter für  $H\alpha$  in der 20. Ordnung hätte damit eine Halbwertsbreite von etwa 3  $\text{\AA}$ . Distanzschichten dieser Dicke liegen an der Herstellungsgrenze. Um bei einem Schmalbandfilter die gewünschte Ordnung auszufiltern, kombiniert man es mit einem Filter niedriger Ordnung.

#### 40. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Sonnenbeobachtung...

Um Filter mit steileren Flanken zu bekommen, werden 2 oder mehrere gleiche Filter kombiniert. Filter nach dem Noniusprinzip hintereinandergeschaltet, geben eine Verbesserung des Profils und unterdrücken gleichzeitig die Nebenordnungen (Abb. 33).

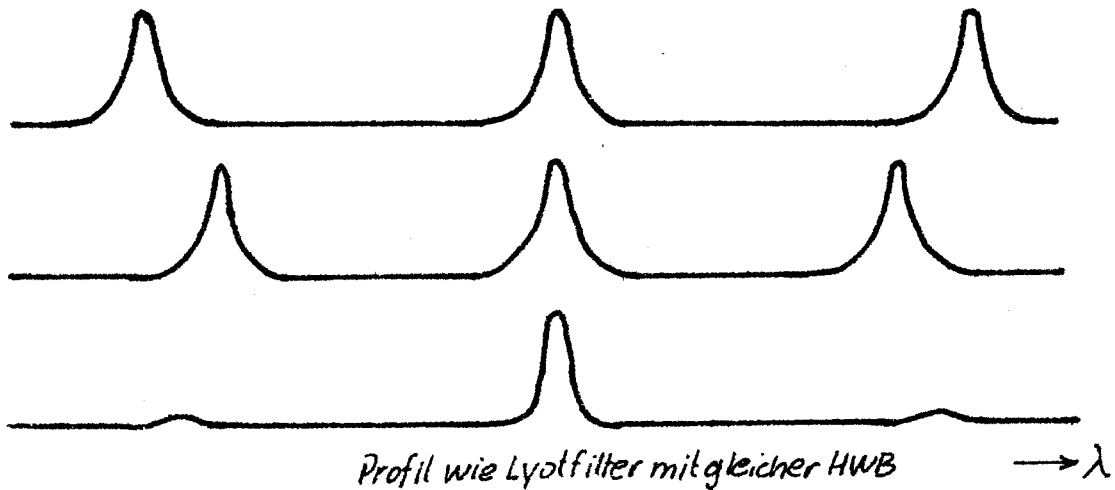


Abb. 33 : Fabry-Perot-Filter nach dem Noniusprinzip

Ein Filter 450. Ordnung für  $H\alpha$  (siehe Abb. 18) hat eine Distanzschicht von etwa 300  $\mu$ . Glasplättchen dieser Stärke und mit der notwendigen Genauigkeit (besser  $\lambda/100$ ) wurden für Interferenzfilter hergestellt. Die Herstellung ist aber äusserst schwierig. Einige Kristalle lassen sich vorzüglich in dünne Plättchen spalten, z.B. Glimmer, und eignen sich als Distanzschichten für Interferenzfilter. Ein stufenlos gespaltene Glimmerplättchen wird kaum die richtige Dicke haben um als Filter die gewünschte Wellenlänge durchzulassen. Durch Aufdampfen einer Substanz mit gleichem Brechungsindex kann es jedoch getrimmt werden. Durch die Doppelbrechung des Glimmers gibt es zwei Systeme von Durchlassbanden, wovon eines mit einem Polarisator unterdrückt wird. Filter dieser Bauart sind preiswert erhältlich (Daystar).

Eine Wellenlängenabstimmung ist bei Interferenzfiltern nur beschränkt möglich. Sehr schmalbandige Filter zeigen eine merkliche Temperaturabhängigkeit und müssen auf konstanter Temperatur gehalten werden, die für eine Abstimmung geändert werden kann. Durch Neigen des Filters verschiebt sich das Durchlassband zu niedrigeren Wellenlängen proportional  $\sin^2 \varphi' / n^2$ , (Glg 23)  $\varphi'$  = Neigungswinkel,  $n$  Brechungsindex der

#### 41. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Sonnenbeobachtung...

Distanzschicht. Der Neigungswinkel sollte möglichst nicht grösser als  $10^\circ$  sein. Bei schräger Stellung verbreitert sich der Durchlassbereich, indem zwei senkrecht zueinander polarisierte Durchlassbereiche entstehen, die etwas verschiedene Wellenlänge haben.

##### 5.4. Filter im Strahlengang

Bei der Montage eines Filters an einem Sonnenteleskop sind einige Punkte zu beachten.

1) Das Filter ist so zu montieren, dass es durch die Hitze keinen Schaden leidet. Interferenzfilter mit Absorptionsfiltern sind so zu montieren, dass das letztere nicht der vollen Strahlung ausgesetzt ist. Geeignete billigere Vorfilter verwenden.

2) Filter wirken wie eine planparallele Platte, und verschieben im konvergenten Strahlengang den Fokus und verursachen sphärische Aberration.

Bei Fabry-Perot-Interferometern ist eventuell die Brennpunktverlagerung der vielfach reflektierten Bündel zu berücksichtigen, obwohl bei grossem  $r$  ihre Intensität sehr rasch abnimmt.

3) Bei der Beobachtung eines ausgedehnten Objektes, wie die Sonne durch ein Filter, wird dieses von Strahlen verschiedener Neigung durchsetzt. Je nach Filtertyp ergibt sich für geneigte Strahlen eine mehr oder weniger grosse Verschiebung des Durchlassbereiches zu kleineren Wellenlängen.

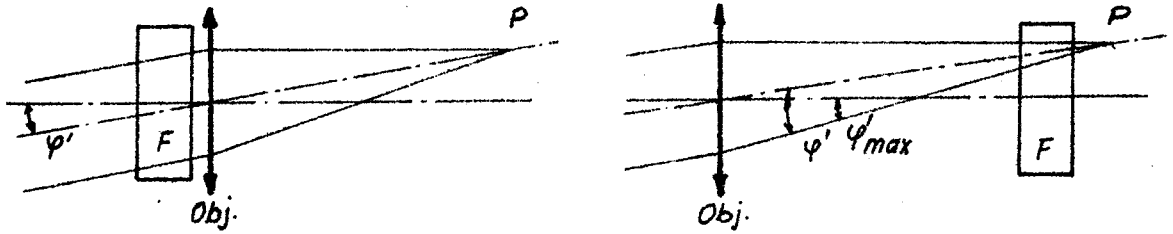
In den folgenden Abb. 33a-f sind die wichtigsten Filtermontierungen mit ihren Vorzügen und Nachteilen aufgezeichnet.

##### 5.5. Magnetfeldmessung

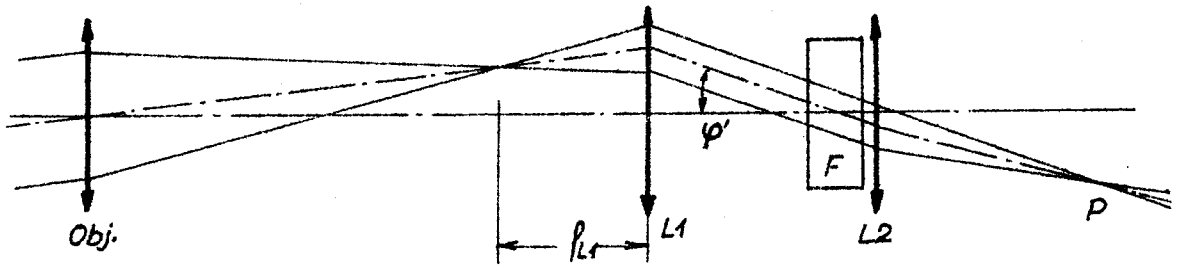
Von den verschiedenen Methoden, Magnetfelder auf der Sonne zu bestimmen, sei hier nur vom Zeeman-Effekt die Rede. Der Zeeman-Effekt ist die Aufspaltung bestimmter Spektrallinien im Magnetfeld. Das Aufspaltungsmuster hängt von den Linienübergängen im Atom ab, während Abstand und Polarisation der Komponenten von der Stärke und Richtung des Magnetfeldes bestimmt werden.

Parallel zu den Magnetfeldlinien beobachtet, ist im einfachsten Fall die Spektrallinie in 2 Komponenten gespalten, die entgegengesetzt zirkular polarisiert sind (longitudinaler Effekt). Ist die Beobachtungsrichtung jedoch senkrecht zu den Magnetfeldlinien, ist die Linie in

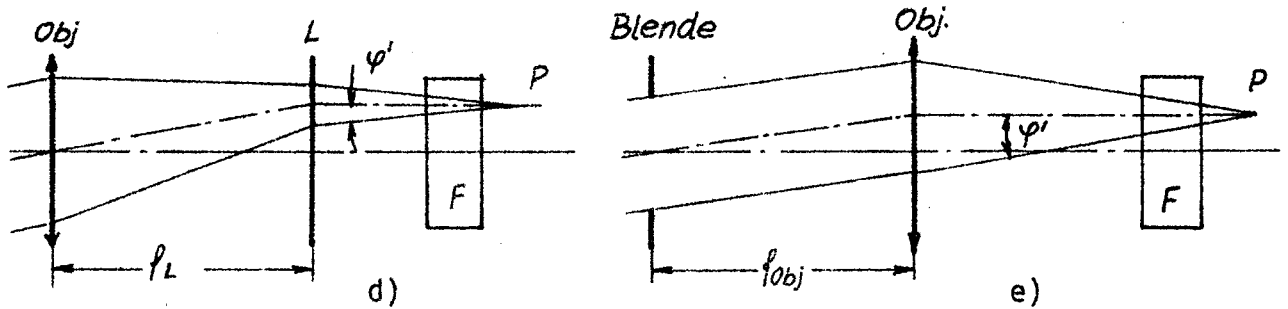
Zu 41. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Sonnenbeobachtung



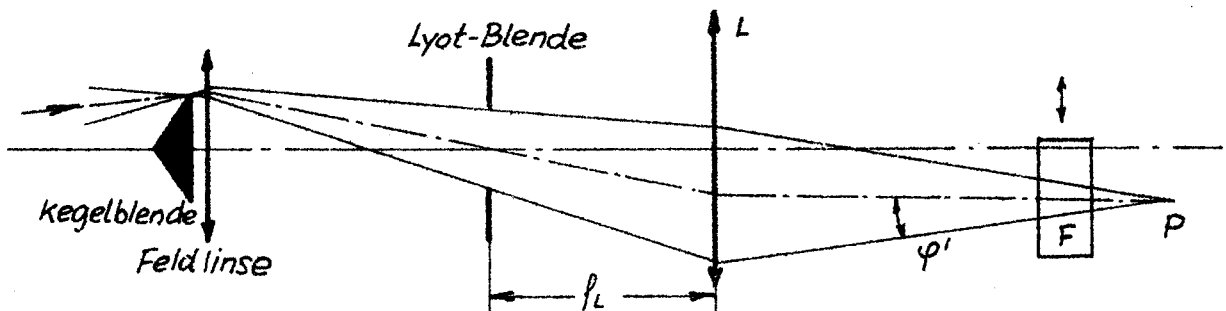
- a) Vor Objektiv, optische Filterfehler verschlechtern Bildqualität, für jeden Bildpunkt ganzes Filter wirksam,  $\lambda_0$  abhängig von  $\varphi'$
- b) Vor Brennebene, optische Qualität des Filters hat wenig Einfluss, Durchlassprofil und  $\lambda_0$  von  $\varphi'$  abhängig



- c) Ähnlich wie a im parallelen Strahlengang, Filter kann kleiner sein, dafür wächst  $\varphi'$



Alle Hauptstrahlen parallel, Durchlassprofil und  $\lambda_0$  für alle Bildpunkte gleich. Bei nicht gleichmäßigen Filtern können durch die schmalen Bündel  $\emptyset$  Schwankungen in  $\lambda_0$  und Transmission auftreten.



- f) Möglicher Filtereinbau in Koronographen

Abb. 33 a-f : Verschiedene Filtermontierungen

42. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Sonnenbeobachtung

drei linear polarisierte Komponenten gespalten (Transverser-Effekt). Bei schräger Beobachtung ist es eine Mischung beider Effekte. Der Zusammenhang zwischen der Linienaufspaltung  $\Delta\lambda$ , der Wellenlänge  $\lambda$  (Å) und der magnetischen Feldstärke H (Gauß) ist:

$$\Delta\lambda = C \cdot H \lambda^2 g \quad (29)$$

C ist  $4.7 \cdot 10^{-13}$  und der Landé-Faktor g kann Werte zwischen 0 (keine Aufspaltung) und 3 annehmen. Die meisten Linien spalten in ein symmetrisches System von vielen Komponenten auf. Für die Bestimmung von Magnetfeldern eignen sich besonders die einfach spaltenden (z.B. 5250 Å, Fe,  $g=3$ ; 6302.5 Å, Fe  $g=2.5$ , 8468 Å, Fe  $g=2.5$ ; 10289 Å, Si,  $g=2$ ). Die einfache Zeeman Aufspaltung zeigt Abb. 34.

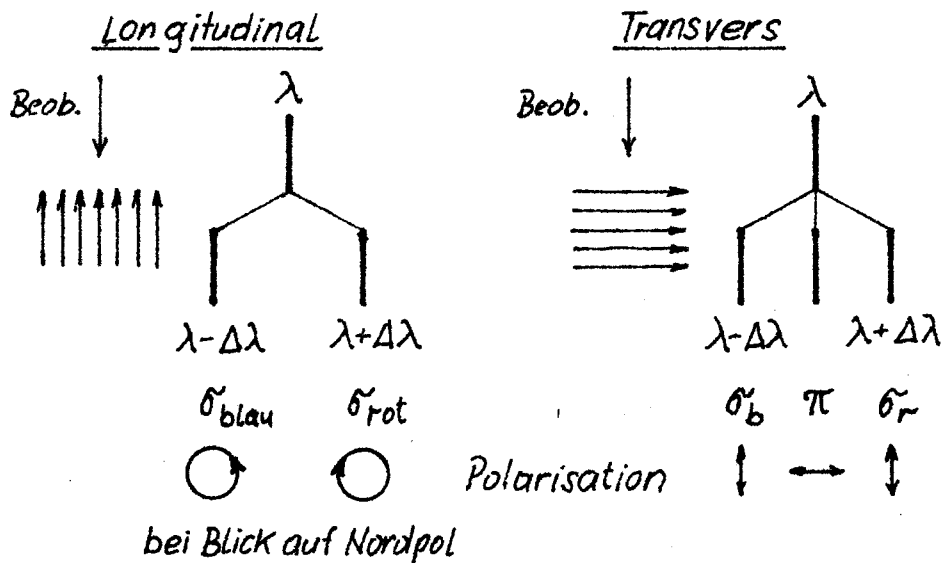


Abb. 34 : Einfache Zeeman Aufspaltung

Für die stärksten solaren Magnetfelder ( $>2000$  G) und gut geeignete Spektrallinien (Zeeman Triplets) ist die Aufspaltung so gross, dass sie direkt gemessen werden kann. Der Polarisationszustand der Komponenten wird mit einem Analysator vor dem Spektrographenspalt bestimmt. Für die photographische Messung des Longitudinalfeldes in Sonnenflecken besteht dieser Analysator aus schmalen Streifen von  $\lambda/4$  Glimmerplättchen und einem Polarisator (Abb. 35). Die  $\lambda/4$  Plättchen verwandeln zirkuläres in linear polarisiertes Licht. Da die optischen Achsen der aufeinander folgenden Plättchen senkrecht aufeinander stehen, werden vom Linear-Polarisator die beiden Zeeman-Komponenten abwechselnd durchgelassen. So wird eine Differenzmessung möglich.



43. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Beobachtung der Sonne

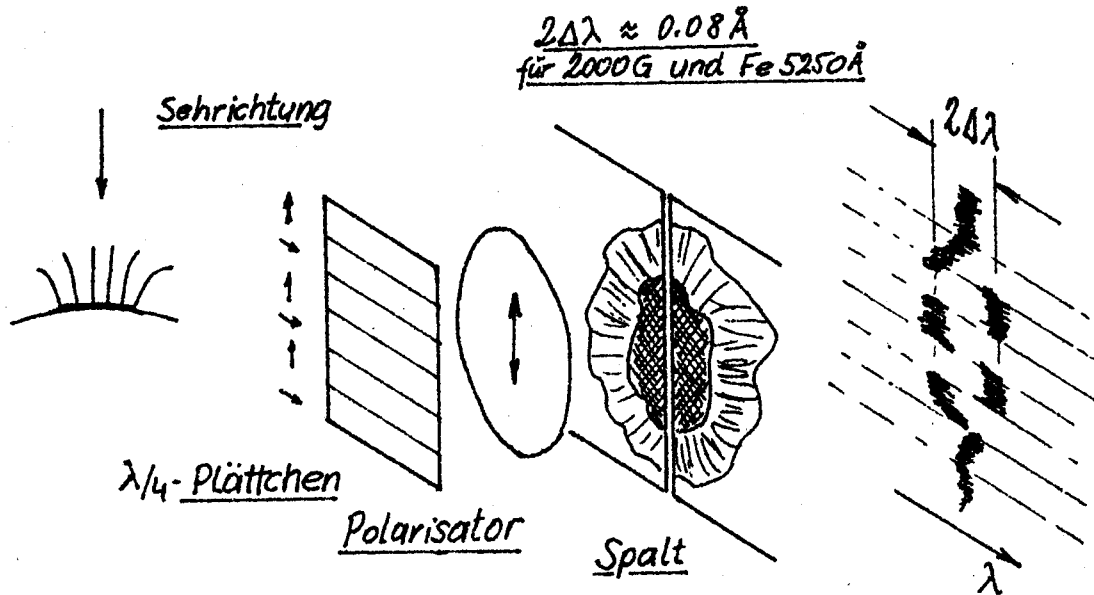


Abb. 35 : Zur Messung starker Longitudinalfelder

Für schwache Magnetfelder ist die Aufspaltung  $\Delta\lambda$  viel kleiner als die Linienbreite und das etwas verbreiterte Linienprofil erscheint polarisiert.

Der Polarisationszustand eines inkohärenten Gemisches von polarisiertem Licht lässt sich mit dem Stokes-Vektor beschreiben :

$\begin{bmatrix} I \\ Q \\ U \\ V \end{bmatrix}$	<p>I = Intensität</p> <p>Q = Horizontal linear polarisierter Anteil</p> <p>U = 45° linear polarisierter Anteil</p> <p>V = rechtszirkular polarisierter Anteil</p>
--	---

Für die dazu orthogonalen Polarisationsformen gilt negatives Vorzeichen. I liegt im Bereich von 1 - 0, die übrigen Komponenten im Bereich von +1 bis -1. Ferner ist  $I^2 = Q^2 + U^2 + V^2$  und der Polarisationsgrad  $(Q^2 + U^2 + V^2)^{1/2}/I$ .

Der Polarisationszustand einer in einem schwachen Magnetfeld entstandenen, magnetisch empfindlichen Spektrallinie lässt sich durch den Stokes-Vektor einfach beschreiben. Ist  $\Delta\lambda$  die kleine Aufspaltung,  $p(\lambda)$  das Linienprofil und  $\varphi$  der Winkel zwischen Magnetfeldrichtung und Sehlinie, wobei das Azimut (Winkel in der Ebene senkrecht zur Sehlinie) des Magnetfeldes  $\vec{B}$  mit der Referenzrichtung der Stokesparameter übereinstimmt, so sind die Stokesparameter angenähert :

44. Fortsetzung: Gastvortrag: Instrumente zur Sonnenbeobachtung

$$\begin{aligned}
 I &= p(\lambda) \\
 Q &= -0.25 \Delta\lambda^2 \sin^2 \gamma \frac{d^2 p}{d\lambda^2} \rightarrow B^2 \\
 u &= 0 \text{ (weil Referenzrichtung in Azimut von B)} \\
 V &= \Delta\lambda \cos \gamma \frac{dp}{d\lambda} \rightarrow B
 \end{aligned}
 \tag{30}$$

Durch Messen von  $V$  lässt sich also das longitudinale Magnetfeld  $B_{\parallel}$  und durch Messen der Richtung und des Betrages von  $Q$  das transverse Feld  $B_{\perp}$  bestimmen. Weil bei schwachen Feldern  $Q \ll V$  (siehe (30)) ist die Messung transverserer Magnetfelder schwierig.

Die Zeeman-Magnetographen sind Polarimeter, die entweder nur  $V$  (longitudinal Magnetograph) oder  $Q, U$  und  $V$  messen (Vektor Magnetograph, Stokes-Polarimeter). Die Stokes-Parameter werden nach entsprechender Eichung als die Magnetfeldkomponenten  $B_{\parallel}$  und  $B_{\perp}$  interpretiert und daraus das Feld  $\vec{B}$  abgeleitet. Diese Eichung ist sehr schwierig und bringt grosse Unsicherheiten in die Messung ( $dp/d\lambda$  ändert sich von Ort zu Ort,  $dp/d\lambda$  in den beiden Linienflügeln verschieden, Magnetfeldfeinstruktur, usw.).

Die Messung der Polarisation geschieht fast immer mit elektrooptischen Lichtmodulatoren (EOLM) in Verbindung mit Verzögerungsplatten und Polarisatoren, die in verschiedenster Weise kombiniert werden können. Die EOLM nützen die Tatsache, dass verschiedene Kristalle und Flüssigkeiten (Kerrzelle) bei Anlegen einer hohen elektrischen Spannung doppelbrechend werden (Abb. 36).

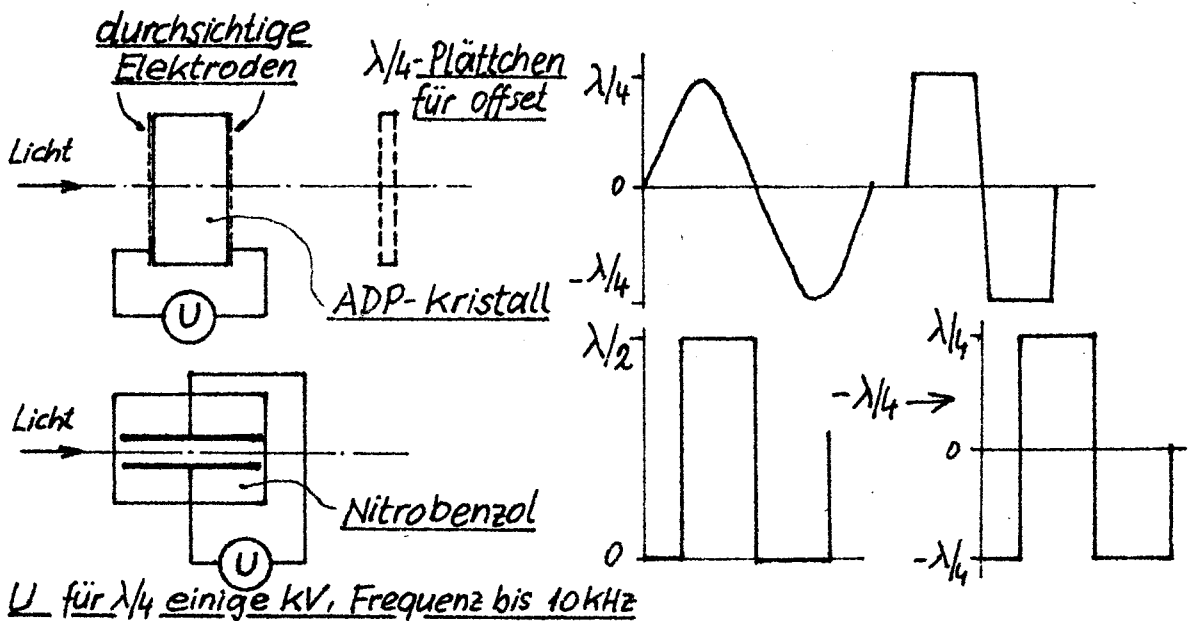


Abb. 36 : Elektrooptische Lichtmodulatoren (EOLM)

ADP = Ammonium dihydrogenphosphat

#### 45. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Sonnenbeobachtung

Ein typischer Magnetograph besteht aus einem Analysator für polarisiertes Licht vor dem Eintrittsspalt eines Spektrographen und zwei Austrittsspalten, die in den gegenüberliegenden Flügeln einer magnetisch empfindlichen Fraunhoferlinie liegen. Die Sonne wird punktwise abgetastet, so dass der Eintrittsspalt tatsächlich ein kleines quadratisches Loch ist.

Bei einem longitudinalen Magnetographen besteht der Analysator aus einem EOLM, der sinusförmig mit der Frequenz  $\omega$  um  $\pm \lambda/4$  moduliert wird und einem Polarisator, der gegenüber dem EOLM um  $45^\circ$  gedreht ist (Abb. 37a).

Die Wirkung des Analysators zeigt Abb. 37b. Das zirkular polarisierte Licht der beiden Komponenten wird in linear polarisiertes Licht verwandelt und vom Polarisator abwechselnd die  $\sigma_+$  und  $\sigma_-$  - Komponente durchgelassen, wodurch in den beiden Spalten Intensitätsfluktuationen entstehen. Die Differenz des zeitlichen Mittelwertes der beiden Signale ist ein Mass für die Linienverschiebung (Dopplereffekt) und kann dazu benützt werden, die Linie durch Neigen einer planparallelen Platte zu zentrieren (Dopplerkompensator). Die beiden Wechselstromsignale haben die Frequenz  $\omega$  und sind gegenphasig, durch Differenzbildung werden instrumentelle Polarisationen kompensiert und das Nutzsignal, das den Stokes-Parameter V entspricht, verdoppelt.

Der EOLM moduliert aber auch die linear polarisierten  $\sigma$ -Komponenten des transversen Zeeman effektes, u.Zw. mit der doppelten Modulationsfrequenz  $2\omega$ . Aus den  $2\omega$ - Signalen, die gleichphasig sind, lässt sich durch Addition das Q-Signal gewinnen. Zur vollständigen Beschreibung des magnetischen Feldvektors  $\vec{B}$  fehlt der Stoke'sche Parameter U. In einem Vektor-Magnetographen wird dieser durch zusätzliche Modulation gewonnen. Eine Möglichkeit besteht darin, vor den EOLM in Abb. 37 eine  $\lambda/13.7$  Platte einzufügen, mit der Orientierung parallel zum Polarisator. Die Signale  $\Delta J(\omega)$ ,  $\Sigma J(\omega)$  und  $\Sigma J(2\omega)$  entsprechen den Stokes Parametern V, U und Q. Eine ausführliche Beschreibung würde hier zu weit führen.

Anstelle der punktwisen Abtastung ist mit Diodenarrays eine zeilenweise Abtastung möglich (wie bei einem Spektroheliographen). Die Eintrittsblende des Spektrographen wird durch einen Spalt ersetzt und an die Stelle der beiden Austrittsspalte kommen die Diodenarrays. Da mit dieser Anordnung nun grössere Gebiete der Sonne auf einmal abgetastet werden, kann ein Dopplerkompensator nicht verwendet werden. Wie aus den einzelnen Signalen ein Spektroheliogramm, ein Dopplergramm und ein Magnetogramm für Longitudinalfeld gewonnen werden kann, zeigt Abb. 38.

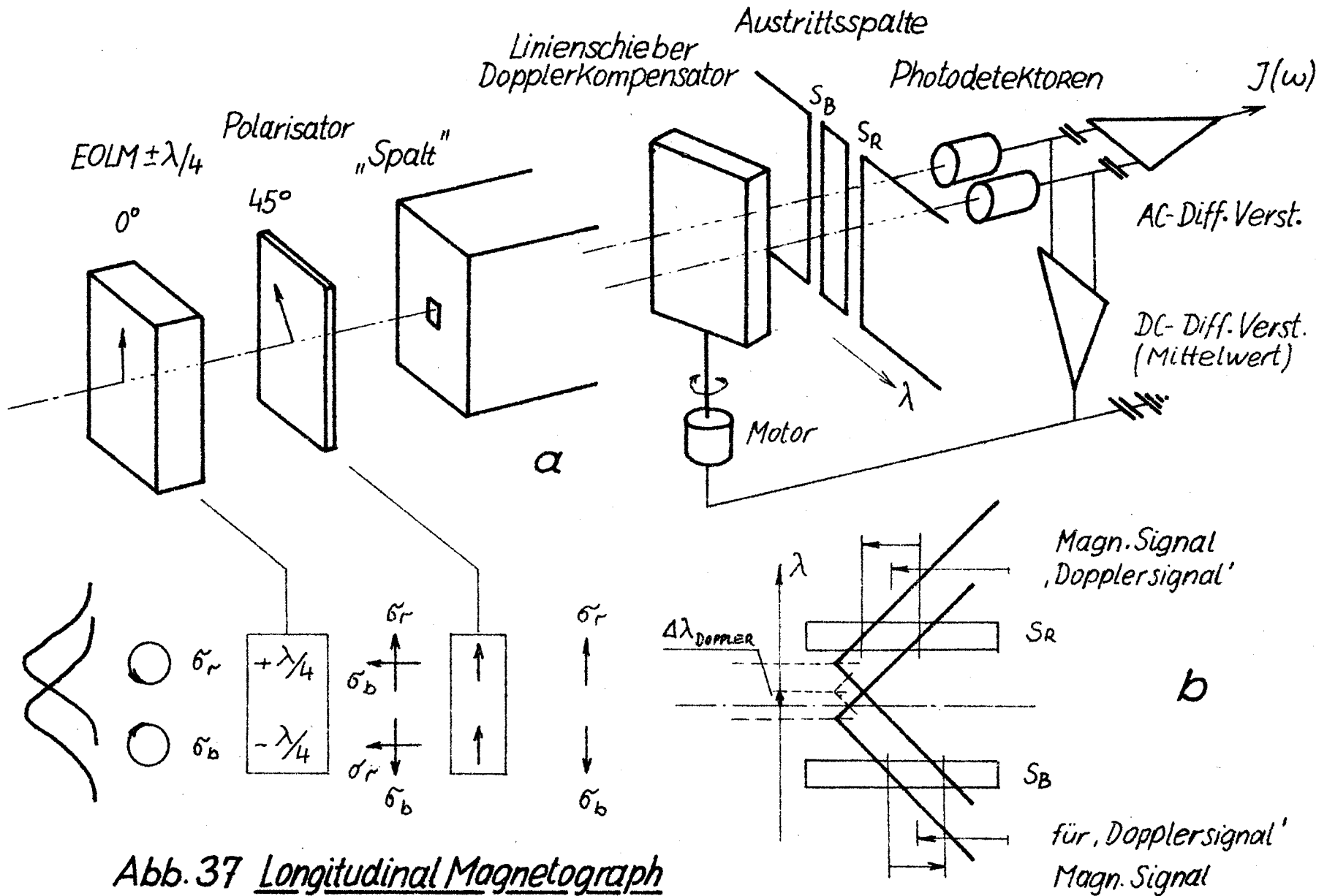
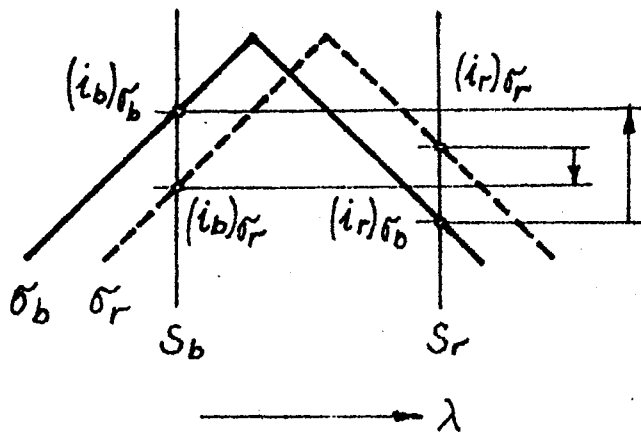


Abb. 37 Longitudinal Magnetograph mit Dopplerkompensator



Spektrogramm:

$$(i_b + i_r)\sigma_b + (i_r + i_b)\sigma_r$$

Dopplergramm:

$$(i_b - i_r)\sigma_b + (i_b - i_r)\sigma_r$$

Magnetogramm:

$$(i_b - i_r)\sigma_b - (i_b - i_r)\sigma_r$$

Abb. 38 : Signale beim Diodenarray Magnetographen

Magnetogramme lassen sich auch photographisch durch Subtraktion zweier gleichzeitig durch Polarisationsoptik gewonnener Spektroheliogramme herstellen.

Schliesslich kann der Spektrograph mit den beiden Austrittsspalten durch ein Filter mit entsprechend liegenden und engen Durchlassbanden ersetzt werden.

Mit Magnetographen lassen sich noch longitudinale Magnetfelder von 0.1 G messen. Normalerweise liegt der Messbereich zwischen einigen Gauss und 500-1000 G. Für grössere Feldstärken wird die Linienaufspaltung zu gross.

ANHANG: DAS SONNENOBSERVATORIUM KANZELHÖHE

Das Sonnenobservatorium auf der Kanzelhöhe wurde während des Krieges von der damaligen Deutschen Luftwaffe in den Jahren 1941/42 erbaut. Es gehörte dem Fraunhofer Institut für Sonnenphysik an und wurde nach dem Krieg ein eigenes Institut der Universität Graz, bis es 1979 mit astronomischen Institut der Universität Graz zusammengelegt wurde.

In den Jahren 1965/66 wurde das Observatorium baulich erweitert. Die Abb. 39 zeigt das Gebäude mit den beiden Kuppeln und Grundrisse der einzelnen Gebäude.

An Beobachtungsinstrumenten steht derzeit nur das Überwachungsinstrument in Turm 2 zur Verfügung, mit ihm werden alle Routinebeobachtungen gemacht. Eine parallaktische Montierung trägt einen Kasten in dem drei Fernrohre untergebracht sind. Die automatische Nachführung geschieht nach dem in Abb. 4 skizzierten Prinzip mit Photowiderständen in einer Wechselstrombrücke. Automatisiert ist auch die Kuppelsteuerung, so dass das Fernrohr ohne Bedienung den ganzen Tag der Sonne folgt.

Die Strahlengänge der einzelnen Fernrohre sind in Abb. 40 dargestellt. Das Photosphärenrohr liefert auf einen Projektionsschirm ein 25 cm Sonnenbild für das Zeichnen der täglichen Sonnenflecken-Protokollblätter. Der im Lauf des Jahres variierende Sonnenbilddurchmesser kann mit einem Zoom-Projektionsokular konstant gehalten werden. Über einen zusätzlichen Ausgang ist es möglich, mit einer 35 mm Kamera Ausschnitte aus einem 22 cm Sonnenbild zu photographieren.

Im mittleren Chromosphärenrohr wird durch ein etwas schräg gestelltes  $100 \text{ \AA} \text{ H}\alpha$  - Interferenzfilter das nicht benötigte Licht in den elektronischen Sucher geworfen, der in  $\infty$  und  $\delta$  Feinverstellungen hat.

Hinter dem Zeiss  $\text{H}\alpha$  - Lyotfilter mit einer Halbwertsbreite von  $0.7 \text{ \AA}$  teilt ein Strahlenteiler das Bündel : der eine Teil fällt auf die Chromosphärenkamera mit elektronisch geregelttem Rotationsverschluss, der andere dient wahlweise für visuelle oder TV-Beobachtung der Chromosphäre. Die TV-Bilder stehen in allen Büro- und Beobachtungsräumen zur Verfügung. Bei ausreichender Helligkeit werden in einstellbaren Zeitabständen automatisch Chromosphärenaufnahmen gemacht.

Der Koronograph ist von Standardbauart. Mit einem  $3 \text{ \AA} \text{ H}\alpha$  -Filter können Protuberanzen beobachtet werden. Koronographenrohr und Photosphärenrohr haben fernbedienbare Deckel, die nur während der tatsächlichen Beobachtung geöffnet werden.

49: Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Sonnenbeobachtung

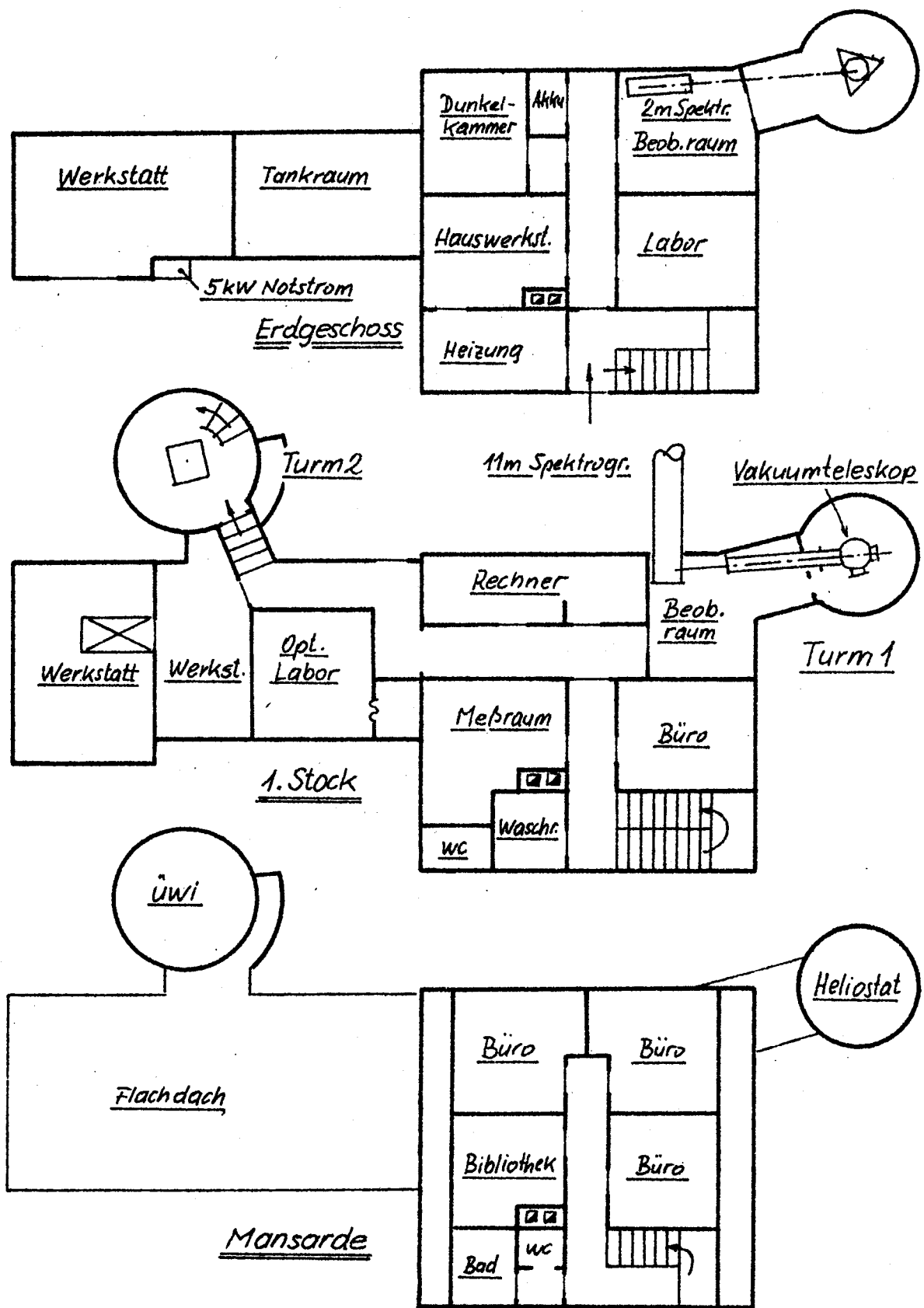


Abb. 39 : Sonnenobservatorium Kanzelhöhe, Grundrisse, M 1:200

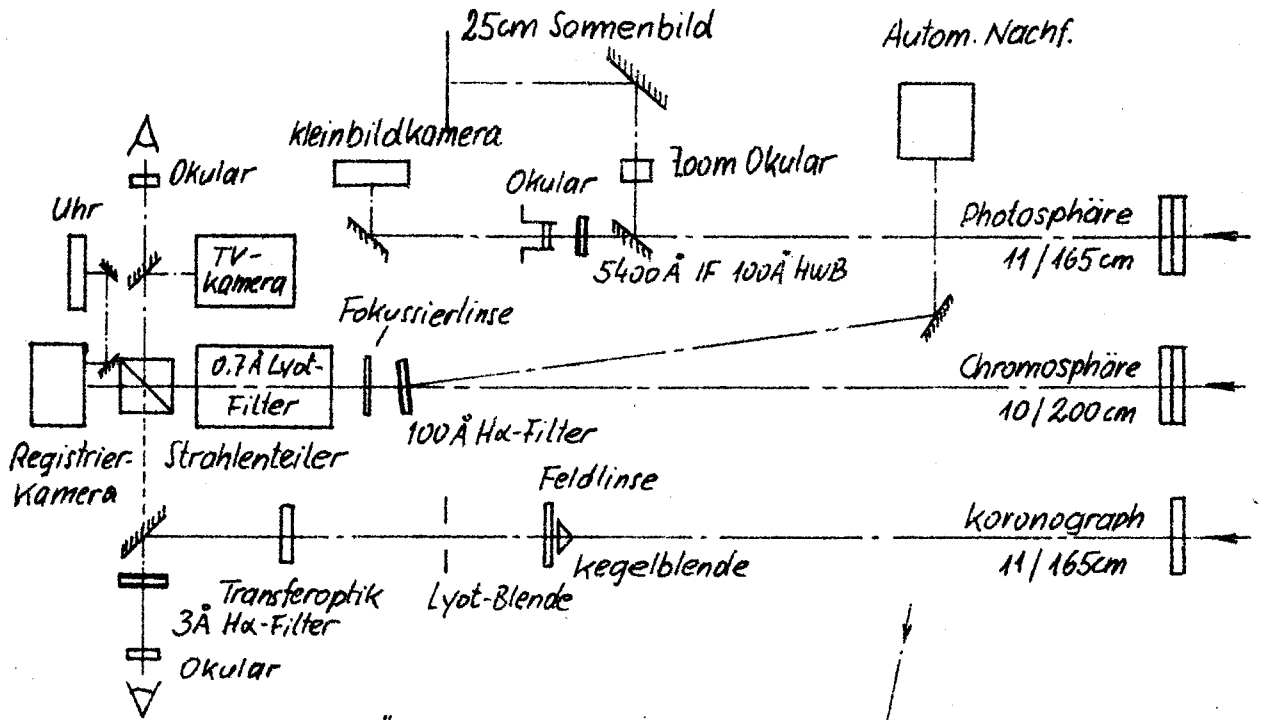


Abb. 40 Überwachungsinstrument

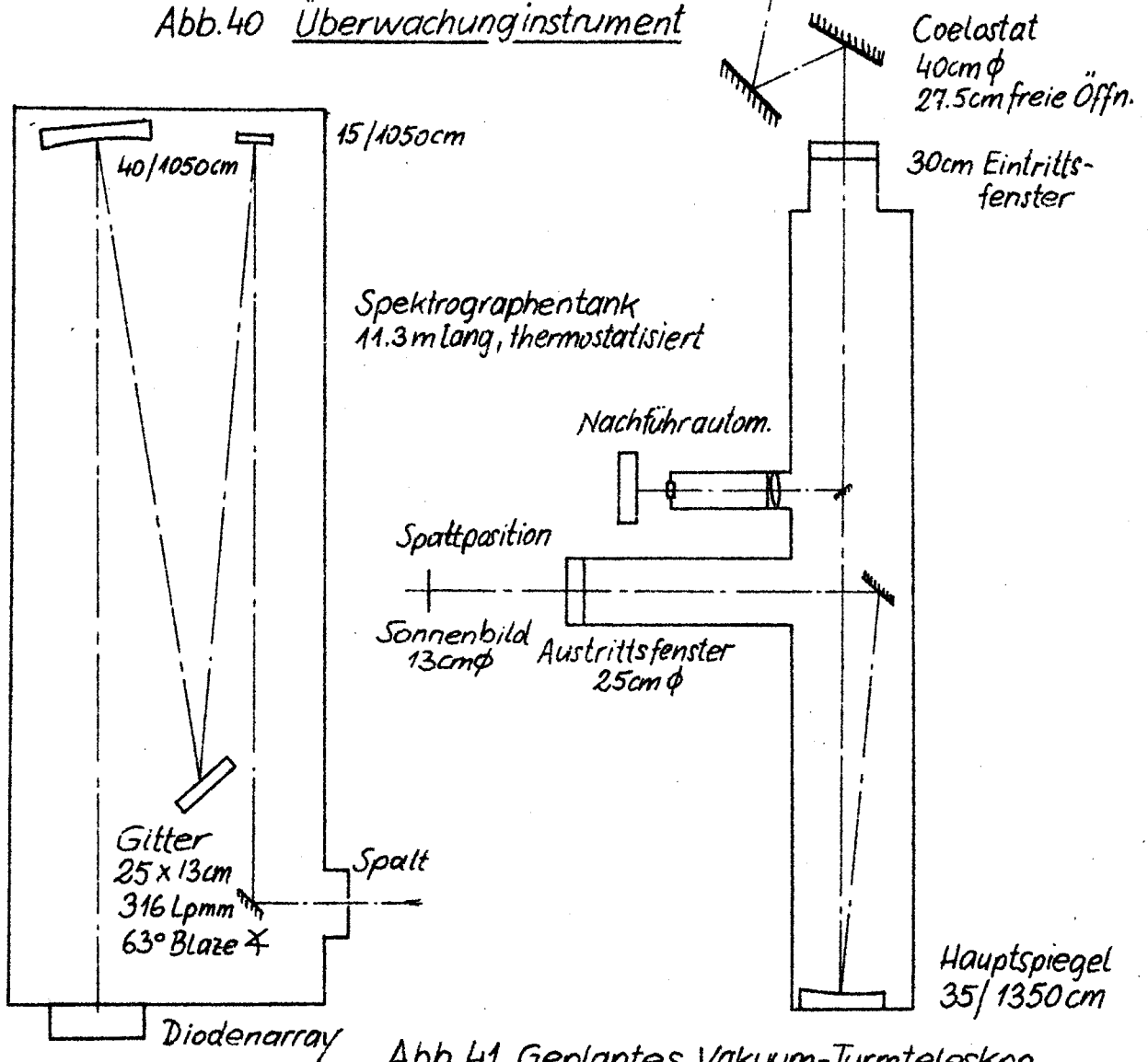


Abb. 41 Geplantes Vakuum-Turmteleskop mit Spektrograph



## 51. Fortsetzung Gastvortrag: Instrumente zur Sonnenbeobachtung

Im Turm 1 ist ein Vakuumturmteleskop im Bau (Abb.41). Über einen Coelostaten mit 40 cm Ø Spiegeln fällt das Licht durch das Eintrittsfenster in die, das Objektiv enthaltende, evakuierbare, oder mit Helium gefüllte Röhre. Das 13 cm Sonnenbild entsteht in der Spaltebene des geplanten grossen Spektrographen. Ein Teil des Lichtes vom Coelostaten wird ausgeblendet und dient der automatischen Nachführung. Zur Spektrenregistrierung sollen vor allem Diodenarrays eingesetzt werden. Das dazu erforderliche mikroprozessorgesteuerte Bildaufnahme-system ist ebenfalls im Bau und soll im "on line" Betrieb mit dem Zentral-Rechner arbeiten.

Mittels Umlenkspiegel kann das Sonnenbild auch zu anderen Geräten gelenkt werden, z.B. zum am Observatorium entwickelten, elektronisch kontrollierten Fabry-Perot-Interferometer. Mit diesem Interferometer sollen vor allem Infrarotspektroheliogramme aufgenommen werden.

An den gut ausgebauten PDP11/23 Zentralrechner ist ein hochauflösender Digitizer mit Projektionseinrichtung angeschlossen, mit dem photographische Sonnenaufnahmen ausgewertet werden können.

Dunkelkammer, optisches Labor, Werkstätte und kleine Bibliothek sind vorhanden und notwendig, um ein entlegenes Observatorium betreiben zu können.

Wiss.Oberrat Dr.Thomas Pettauer  
Sonnenobservatorium Kanzelhöhe  
der Universität Graz

A-9520 Sattendorf



## Festvortrag

*anlässlich des sechzigjährigen Bestehens  
des*

*ÖSTERREICHISCHEN ASTRONOMISCHEN VEREINS*

*Einbegleitung durch den Vorsitzenden,  
Senatsrat Dipl. Ing. Johann Albrecht.*

*Festredner:*

*Univ.-Prof. Dr. Hermann Haupt, Vorstand  
des Instituts für Astronomie der Univer-  
sität Graz.*

Festvortrag: Die Sonne als Stern

### I. Einleitung:

1. In der Reihe der Sternfreundeseminare wurde diesmal das Thema Sonne aufgegriffen. Die Sonne ist dem Menschen zunächst aus dem Alltag bekannt:

Mutter Sonne, Lebensspenderin und Störenfried  
Tag und Nacht, Jahreszeiten  
Kreislauf des Wassers, Energielieferant  
Leben und Wachstum

neuerdings wissen wir auch um die Störungen durch  
die Sonne:

Beeinträchtigung und Ausfall des Funk-  
verkehrs  
Magnetische Störungen und Polarlichter  
Einfluß auf Leben und Gesundheit

All das ist das große Gebiet der solar-terrestrischen  
Beziehungen, das in wenigstens zwei Vorträgen im Rahmen  
dieses Seminars gebührende Behandlung erfährt.

2. Heute aber möchte ich nicht diese spektakulären Erscheinungen der Sonne mit Ihnen betrachten, Sie werden keinen Film von der faszinierenden Aktivität der Sonne sehen, keine Farbaufnahmen aus den Weltraumflügen zu Gesicht bekommen, nein: heute muß ich Sie mit einem sehr trockenen und nüchternen Kapitel konfrontieren "Die Sonne als Fixstern". Ich hoffe, daß es mir gelingt zu zeigen, daß diese Frage zwar nicht losgelöst von dem

## 1. Fortsetzung Festvortrag: Die Sonne als Stern

eben umrissenen Komplex der solar-terrestrischen Beziehungen, aber doch als eigenständiges und wichtiges Teilgebiet der Astronomie betrachtet werden muß: Die Rechtfertigung für unsere Sonnenforschung ist eben einerseits die Beziehung zum Menschen - die Sonne unser Stern - andererseits aber die Stellung der Sonne und ihre Vorbildhaftigkeit in der Astronomie, die Sonne als der Stern schlechthin.

Die Allgemeinheit ist sich viel zu wenig dieser Tatsache bewußt (Prüfungsfrage: nächster Fixstern?), wir Astronomen aber wissen das und sind sehr dankbar, daß wir einen so nahen Stern haben, denn an ihm können wir eine größere Zahl physikalischer Eigenschaften unmittelbar studieren und diese Erkenntnis auf die Erforschung der übrigen Sterne anwenden. Wenn es auch - wie wir noch sehen werden - viele vom Sonnentyp abweichende Sterne gibt, so haben wir hier doch den

Prototyp eines sogenannten Hauptreihensternes vor uns.

Dadurch, daß wir physikalische Größen wie

$R, M, \rho, L, T$

bei der Sonne genau bestimmen können, ist sie zum Normalstern schlechthin geworden und man pflegt bei allen Fixsternen diese Größen meistens so anzugeben, daß die Sonnenwerte als Einheiten gelten.

Ich möchte daher in den folgenden Abschnitten zuerst diese fundamentalen Zustandsgrößen der Sonne und die Methoden ihrer Bestimmung behandeln (II) und so die Sonne als Stern unter Sternen betrachten (III). Dann will ich über neuere, auch eigene Untersuchungen der Veränderlichkeit dieser Zustandsgrößen und ihre Implikationen für die Astronomie (und die solar-terrestrischen Beziehungen) berichten (IV), sowie die Analogie von solaren Erscheinungen auf anderen Sternen aufzeigen (V). Schließlich werde ich die Gründe angeben, warum ein großes neues Sonnenteleskop ausgerechnet von den Europäern gebaut werden soll und weshalb sich auch Österreich diesem Unternehmen anschließen möchte (VI).

## 2. Fortsetzung Festvortrag: Die Sonne als Stern

### II. Die Zustandsgrößen der Sonne

Eine Reihe von Größen, wie die eben angeführten Radius, Masse, Dichte, Leuchtkraft und Temperatur, aber auch noch weitere beschreiben den physikalischen Zustand eines Sternes bzw. der Sonne. Man nennt sie deshalb Zustandsgrößen. Bevor wir aber zu ihrer Bestimmung schreiten, müssen wir die Entfernung unseres Tagesgestirns ermitteln, die zwar keine Zustandsgröße im eigentlichen Sinn ist, deren Kenntnis aber eine unabdingbare Voraussetzung für alles weitere darstellt.

Wir sprechen also kurz über die Sonnenparallaxe:

Bekanntlich war es schon zu Keplers Zeiten möglich, aus den genau gemessenen Umlaufzeiten der Planeten die relativen Abstände zu berechnen. Tatsächlich wissen wir heute, daß das auf 7 Stellen genau möglich ist, wenn man den Abstand Erde - Sonne als Einheit nimmt. Aber eben diesen Abstand, die Astronomische Einheit, möchten wir in ihrem Absolutwert, also in Kilometern angeben können.

Die klassische Methode war trigonometrisch: Mit der Sonne selbst gehts nicht: Unscharfer Rand, Hitze, Lichtfülle, Refraktion, Szintillation

Bei nahen Planeten: Merkur, Mars schlecht ( $E_{\min} \sim 1/3 \text{ AE}$ )  
Gut: Planetoiden; Eros  $E = 0.15 \text{ AE}$

Die nächstgenaueren Methoden waren dynamischer Natur. Unter Verwendung der Gesetze von Kepler und Newton beobachtete man die Störungen, die von der Sonne auf die anderen Planeten, vor allem auf Kleinplaneten und den Mond, sowie auf künstliche Satelliten ausgeübt wurden und berechnete daraus ihren Abstand (3. Keplergesetz).

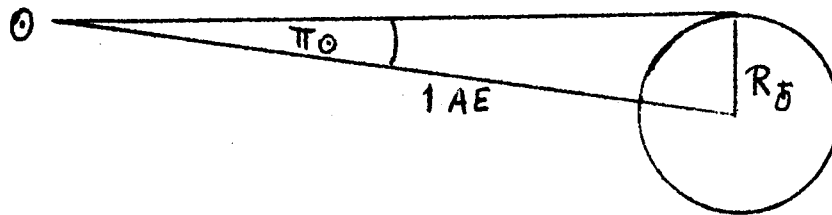
### 3. Fortsetzung Festvortrag: Die Sonne als Stern

Die neuesten Methoden sind nun moderne physikalische Messungen: Radarechos von Venus, Satelliten, usw.,

die durch genaue Laufzeitmessungen von Signalen möglich geworden sind (Frage: Wo ist die Reflexionsschichte?)

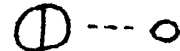
Für einen Äquatorradius der Erde von 6378,14 km erhalten wir

1 Astronomische Einheit (1 AE) = 149597870 km ( $\pm 10$  km),  
und die Sonnenparallaxe  $\pi_{\odot} = 8,794148$



#### 1. Radius R, bzw. Durchmesser D

vis. Beobachtung: Meridiankreis, Heliometer



Problematik: unscharfer Rand, Hitze  
Verschiebung bei be-  
kannter Brennweite  $\rightarrow D$



photographische Aufnahmen:

verschmierter Rand, aber tgl. Bewegung  
schon bei  $3^s$  Belichtungszeit merkbar.



photoelektrisches Scanning:

Wo ist Sonnenrand? Randverdunklung



$$R_{\odot} = 960,00 \quad (\sim 32') \text{ in } 1 \text{ AE} \\ (\pm 0,09)$$

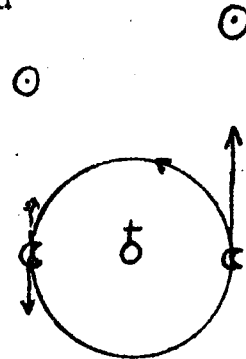
$$= 696265 \text{ km } (\pm 65 \text{ km}) \sim 109 R_{\oplus}$$

$$(\text{daher } D_{\odot} = 1\,392\,500 \text{ km})$$

#### 4. Fortsetzung Festvortrag: Die Sonne als Stern

##### 2. Masse M

Schwierige Bestimmung: dynamisch mit 3. Keplergesetz  
Störungen auf Mond



Im besonderen gilt:

$$\left. \begin{array}{l} K = m \cdot b \text{ und} \\ K = G \frac{M \cdot m}{d^2} \end{array} \right\} M = \frac{b \cdot d^2}{G}$$

K = Kraft  
b = Beschleunigung der Erde auf die Sonne hin  
M = Masse der Sonne  
m = Masse der Erde  
d = Abstand beider Massen  
G = Gravitationskonstante  
( $6,672 \times 10^{-11} \text{ m}^3 \text{ kg}^{-1} \text{ s}^{-2}$ )

Bei sorgfältiger Messung erhält man

$$M_{\odot} = 1,989 \times 10^{30} \text{ kg} \\ \sim 332\,946 m_{\oplus}$$

##### 3. Dichte $\rho$

$$\rho_{\odot} = \frac{M}{V} = 1,408 \text{ g/cm}^3 \sim 0,255 \rho_{\oplus}$$

##### 4. Leuchtkraft L

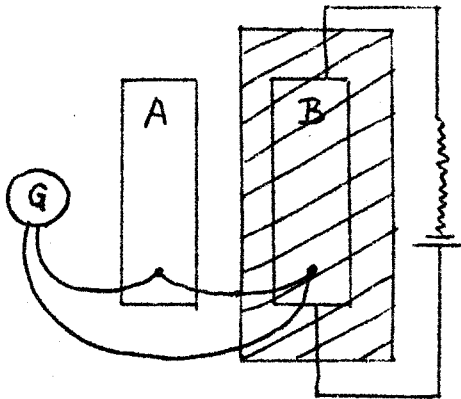
= Gesamtenergieoutput

Verwendung der physikalischen Strahlungsgesetze, die nur für schwarze Strahler (SS) gelten. Ein Körper, der alle  $\lambda$  aussendet und alle  $\lambda$  absorbiert, erscheint schwarz = SS.

## 5. Fortsetzung Festvortrag: Die Sonne als Stern

Nur für diesen gelten die Gesetze von Planck, Stefan-Boltzmann, Wien usw.

Wir untersuchen nun den Strahlungsstrom von der Sonne mit einem Gerät, das alle  $\lambda$  mißt: Bolometer und berücksichtigen die Absorption in der Erdatmosphäre. Konkret erfolgt die Messung der Totalenergie mit Hilfe des Pyrheliometers.

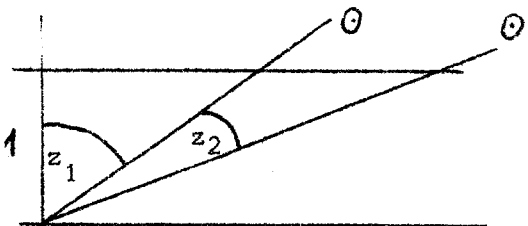


vertauschbare geschwärzte  
Streifen A, B abwechselnd  
beschattbar  
A von der Sonne bestrahlt  
B meßbar aufgeheizt bis Thermo-  
element gleiche Temperatur zeigt.  
konstant, bequem, absolute Einheiten.

Berücksichtigung der Extinktion

$$\text{Luftmasse} \sim \sec z$$

Luftmasse 1



auf Berge gehen  
Raketenmessungen

So wird die Solarkonstante  $S$  im Abstand von 1 AE

$$S = 1,368 \text{ kW pro m}^2 \quad \text{und daher die Leuchtkraft } L$$

$$L_{\odot} = 3,853 \times 10^{23} \text{ kW}$$



## 6. Fortsetzung Festvortrag: Die Sonne als Stern

### 5. Temperatur T

Gesetz von Stefan:  $L = \sigma T_{\text{eff}}^4$   $\sigma = 5,67 \times 10^{-8}$   
 $T_{\text{o,eff}} = 5780 \text{ K}$   $\text{Ws m}^{-2} \text{ sec}^{-1} \text{ K}^{-4}$   
(Boltzmannkonstante)

eff.T. ist diejenige, welche ein SS bei gleichem Radius haben würde.

### Wien'sches Verschiebungsgesetz:

$$T \cdot \lambda_{\text{max}} = \text{const}$$

$$T = \frac{2,898 \cdot 10^6 [\text{nm} \cdot \text{K}]}{\lambda_{\text{max}} (\text{nm})}$$

Wie genau ist  $\lambda_{\text{max}}$  angebar?

$$\text{wenn } \lambda_{\text{max}} = 468 \text{ nm} \rightarrow T_{\text{eff}} = 6154 \text{ K}$$

$$482 \text{ nm} \rightarrow T_{\text{eff}} = 5975 \text{ K}$$

### Planck'sches Strahlungsgesetz:

$$\frac{E(\lambda_1, T)}{E(\lambda_2, T)} = \frac{c_1 \lambda_2^5}{c_1 \lambda_1^5} \cdot \frac{e^{-c_2/\lambda_2 T} - 1}{e^{-c_2/\lambda_1 T} - 1}$$

nur mehr T ist unbekannt

Es ergeben sich verschiedene Farbtemperaturen  $T_F$ , weil Sonne  $\neq$  SS

## 7. Fortsetzung Festvortrag: Die Sonne als Stern

### III. Sonne als Stern unter Sternen

Russell und Hertzsprung haben in dem nach ihnen benannten Diagramm zeigen können, daß nicht alle Kombinationen von Zustandsgrößen der Sterne vorkommen können, sondern nur ganz bestimmte.

Vorausschicken: Farbe  $\sim$  Spektrum  $\sim$  T - Reihe

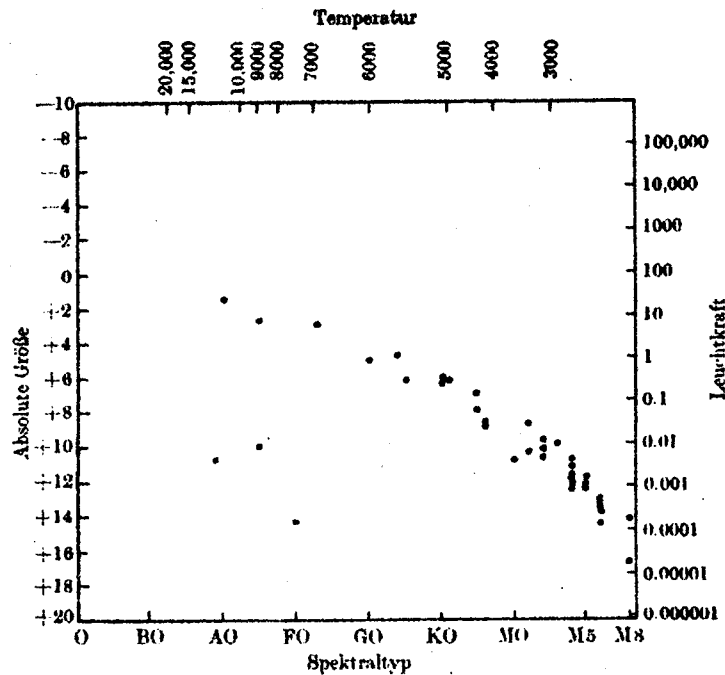
Absolute Helligkeit H ist diejenige Helligkeit eines Sternes, die er in 10 pc Abstand haben würde (1 pc = 206 265 AE)

$$H_{\text{vis}} \dots H_{\text{phot}} \dots H_{\text{bol}} = L$$

Die scheinbare Helligkeit der Sonne ist wegen ihrer großen Helligkeit schwer zu messen. Allgemein gilt:

Spektraltyp charakterisiert die Oberflächentemperatur, die Leuchtkraft hängt aber noch von der Größe der Oberfläche ab: Riesen und Zwerge

Das H-R-Diagramm der Sterne, deren Entfernungen von der Sonne kleiner als 5 parsec sind.



Die Sonne ist ein Hauptreihenstern (Zwerg) von  $H_{\text{vis}} = 4,87$ , Spektraltyp G2 V, deren scheinbare Helligkeit  $h_{\text{vis}} = -26,70$  beträgt.

## 8. Fortsetzung Festvortrag: Die Sonne als Stern

### Bereiche der Zustandsgrößen "normaler" Sterne

				log ( $\star/\odot$ )
R	2400	- 0.01	$R_{\odot}$	5
M	400	- 0.1	$M_{\odot}$	3
$\rho$	$10^7$	- $10^{-4}$	$\rho/\text{cm}^3$	11
L	$10^5$	- $10^{-4}$	$L_{\odot}$	9
T	$10^5$	- $10^3$	K	2

Das führt hin zu den Fragen der Sternentwicklung, die durch die sogenannte Massen-Leuchtkraft-Beziehung angedeutet sind.

Die Leuchtkraft eines Sternes und die Stufen seines Lebensweges sind im wesentlichen eine Funktion der ursprünglich vorhandenen Masse.

### IV. Veränderungen der Sonne in R und M

1. Schon früh tritt die Frage nach einer eventuellen Abplattung der Sonne bzw. nach Änderungen des Durchmessers auf: Das ist interessant, weil

a) ja eben gezeigt wurde, daß  $L = f(T, R)$  ist.

Wenn also Radius und/oder Temperatur sich ändern, bedeutet das einen wesentlichen Einfluß auf die Leuchtkraft der Sonne, d.h. auf die Solarkonstante und damit auf die solar-terrestrischen Beziehungen.

b) Die Theorie des Sternaufbaues läßt ein Größerwerden erwarten (Sonne wird Riese); neuerdings behaupten aber einige Autoren immer wieder eine Schrumpfung → Widerspruch.

c) Wenn aber Schrumpfung, dann gravitationelle Energieerzeugung: Es brauchen bei Kernprozessen weniger Neutrinos erzeugt werden: Diskrepanz würde geringer.

## 9. Fortsetzung Festvortrag: Die Sonne als Stern

Voraussetzung zur Klärung dieses Problems sind genaueste Messungen:

Bedenken: 1" Ausdehnung (geozentrisch)  $\sim$  725 km auf der Sonne

Es sollte also mindestens auf 0,1 genau gemessen werden.

Was bringt Unsicherheiten?

### a) Atmosphäre

Turbulenz erzeugt Seeing  $0,2$

Refraktion differentiell

(für Graz im Sommer)  $>0,6$

### b) Definition des Sonnenrandes

Randverdunklung ist Funktion der

Wellenlänge  $<1,0$

### c) Irradiation

Aus der Augenphysiologie: Helles

Objekt erscheint vor dunklem

Hintergrund größer  $<1,6$

Meßmethoden: Meridiankreis, Heliometer

photographische Aufnahmen wie vorher beschrieben

photoelektrisches Scanning (Wittman, Göttingen)

Sonnenfinsternismethode

Diese letzte Methode möchte ich etwas ausführlicher beschreiben, weil sie in jüngster Vergangenheit einigen Staub aufgewirbelt hat.

Wären Sonne und Mond exakt rund, dann könnte bei den aus der Himmelsmechanik genau bekannten Distanzen Änderungen im Durchmesser sehr genau erfaßt werden durch Zeitnehmung der 4 Kontakte bei einer Sonnenfinsternis.

Sonne und Mond bewegen sich relativ zueinander um  $0,5$  in  $1^s$  d.h. ein Timing auf  $0,1 \rightarrow 0,05$ .

## 10. Fortsetzung Festvortrag: Die Sonne als Stern

Aber leider ist das nicht so einfach:

Der Mond ist nicht perfekt rund: Krater, Gebirge usw. bis einige tausend Meter. Weil  $0,1$  in  $a_p \sim 190$  m, heißt das, das Profil muß mindestens so genau bekannt sein.

Genau wird diese Methode, wenn vom Rand der Finsterniszone beobachtet wird, wenn also 2. und 3. Kontakt in den Polregionen des Mondes gestoppt werden.

Dort ist dann die Librationswirkung am geringsten und das Profil von den "grazing occultations" her gut bekannt.

Gelingt es also den Rand der Finsterniszone auf der Erde bis auf 100 m genau zu bestimmen, so folgt dann bei bekanntem Mondprofil eine Genauigkeit des Sonnenradius  $R$  auf  $0,05$ .

Wenn auch die Scanning-Technik genauer ist ( $0,01$ ) so kann man nur mit der Finsternismethode lange Zeiträume überbrücken und auch gegenwärtige und zukünftige Messungen mit anderen Techniken vergleichen.

Unsere Finsternisexpedition 1983 nach Indonesien hatte den Zweck, gemeinsam mit den Kollegen vom U.S. Naval Observatory, Randzonenbeobachtungen vorzunehmen, um die bei der in früheren Jahren angewandten Finsternismethode angeblich abgeleitete Schrumpfung zu verifizieren oder zu falsifizieren.

Eddy, Sofia und andere haben nämlich aus Transitbeobachtungen und aus der Finsternismethode eine Schrumpfung der Sonne um etwa  $0,5$  in 50 bzw. 100 Jahren zu finden geglaubt. Die Auswertungen sind noch nicht abgeschlossen, aber es scheint uns nun, daß eine Schrumpfung eher unwahrscheinlich ist.

Wenn wir von einer Abplattung der Sonne absehen, die trotz mancher behaupteter positiver Ergebnisse bisher unter der Meßgenauigkeit liegt - d.h. die Sonne ist praktisch sphärisch - so bleibt noch zu untersuchen, ob es nicht kurz- oder langperiodische Schwingungen des Durchmessers gibt, letzere

## 11. Fortsetzung Festvortrag: Die Sonne als Stern

z.B. in der Dauer des Fleckenzklus von etwa 11 Jahren.

Im Zusammenhang mit der Schrumpfung hat man auch eine langperiodische Änderung im Gegensatz zur Sonnenfleckenzahl in die Überlegungen einbezogen, wobei besonders der 80jährige Zyklus eine Rolle spielen soll. Aber die behaupteten Änderungen sind in der Größenordnung von  $dR \sim 0,1$ , d.h. einfach noch immer unterhalb der derzeitigen Präzision unserer Messungen.

Zusammengefaßt würden sich folgende Werte ergeben:

Zunahme durch Evolution	+ $3,3 \times 10^{-6}$ " pro Jhdt
Kontraktion (Helmholtz)	- 0,004 " "
Zusätzlich aber gegenläufiger Zusammenhang mit 11-jährigem Zyklus	$\pm 0,10 \pm 0,05$
Aus Finsternisbeobachtungen von 1976 bis 1980	- $0,20 \pm 0,10$

Eine sichere nennenswerte Änderung des Radius ist also bisher nicht verbürgt; von dieser Seite sind daher keine Einflüsse auf die Leuchtkraft, d.h. auf die Solarkonstante und damit auf das irdische Klima zu erwarten.

Wenn es Einflüsse von der Sonne auf die Temperatur der Erde gibt, dann sind sie in folgender Weise denkbar:

Die Sonnentätigkeit bewirkt eine Modulation (Verstärkung bzw. Abschwächung) des Einfalls galaktischer, kosmischer Strahlung und damit eine Änderung der Durchlässigkeit der Erdatmosphäre. Ein Zu- oder Abnehmen des Sonnenradius und damit der Leuchtkraft (im Sinn  $dL = \pm 1\% \rightarrow dT_{glob} = \pm 1,6^\circ$ ) ist daher nicht zur Erklärung irdischer Klimaschwankungen nötig.

In den letzten Jahren sind dank Einsatz großer Teleskope mit hoher spektraler Auflösung sehr kurzperiodische Schwingungen der Sonne durch Untersuchung des Dopplereffektes entdeckt worden. Großräumige und schnelle Abtastungen haben ergeben, daß die Sonne Grundschwingungen

## 12. Fortsetzung Festvortrag: Die Sonne als Stern

und Oberschwingungen besitzt, die aber keineswegs an die Schwankungen etwa von Cepheiden heranreichen und auch nicht alle in der gleichen Phase auftreten. Die Radienänderung beträgt hier nur 10m, die Periodendauer liegt in der Ordnung von  $5^m$  und weniger. Das beobachtete Erscheinungsbild erlaubt in recht komplizierter Weise einen Vergleich mit der Theorie der Eigenschwingungen des Sonnenkörpers (einer elastischen Kugel) und der Fortpflanzung und Reflexion von Wellen in den einzelnen Sonnenschichten unterschiedlicher Tiefe (Sonnen-Seismologie). Für diese Arbeiten sind derzeit Geräte mit einer Auflösung von  $m s^{-1}$  nötig, in der Zukunft sollen Dopplereffekte mit mindestens  $dm s^{-1}$  gemessen werden können.

2. Nun noch zur Frage der Massenänderung der Sonne, grundsätzlich von großer Bedeutung, weil bei entsprechendem Ausmaß natürlich die Bahnen der Körper des Sonnensystems davon beeinflusst werden können (3. Keplergesetz). Wir werden aber sofort zeigen, daß für die Sonne die Massenbilanz unerheblich ist.

Wir haben zur Erstellung dieser Massenbilanz folgendes in Erwägung zu ziehen:

- a) Abnahme der Sonne durch Ausstrahlung nach der Beziehung  $E = m c^2$
  - b) Abnahme durch Materiefluß aus den Koronalöchern (Sonnenwind).
  - c) Zunahme durch Einsturz von Mikrometeoriten und interplanetarem Material in die Sonne.
- 
- a) Die vorher erwähnte Leuchtkraft der Sonne von  $3,83 \times 10^{23}$  kW wird erzeugt durch die Umwandlung von Wasserstoff in Helium. Bei dieser Verschmelzung tritt ein Massenver-

### 13. Fortsetzung Festvortrag: Die Sonne als Stern

lust ein; es werden pro Sekunde 4,1  
Millionen Tonnen zerstrahlt. Das er-  
gibt pro Jahr

130 Bill. t

- b) Künstliche Erdsatelliten haben den  
Teilchenfluß des aus unserem Zentral-  
gestirn ausströmenden Sonnenwindes in  
der Umgebung der Erde (also im Abstand  
von 1 AE) gemessen; er beträgt  $5 \times 10^{16} \text{ g s}^{-1}$ .  
Integriert über eine Kugeloberfläche vom  
Radius 149,6 Mill. km und über den Zeit-  
raum eines Jahres ergibt das  
In Summe gehen der Sonne im Jahr verloren:

44 Bill. t

174 Bill. t

- c) Das Sonnensystem ist aber erfüllt von  
interplanetarer Materie, von Gas und Staub  
und geladenen Teilchen aller Art. Besonders  
die Staubteilchen bewegen sich nach dem  
Poynting-Robertson-Effekt in Spiralbahnen  
und stürzen allmählich in die Sonne. Das  
ergibt nach den neuesten Ansichten, wobei  
man nämlich gar nicht genau weiß, wieviel  
von den Teilchen wieder wegge-  
blasen wird, einen so vernachlässigbar  
kleinen Bruchteil, daß man ihn vergessen  
kann.

Wir sehen also leicht, daß die Massenbilanz der Sonne  
einen für irdische Begriffe zwar hohen Wert ergibt, aber  
für die Sonne selbst nur den winzigen Bruchteil von  $10^{-13}$   
ihrer Masse ausmacht. Anders ausgedrückt:  
Wenn diese Massenänderungen auf die Dauer gleichmäßig und  
ohne sonstige Beeinflussung erfolgten, würde die Sonnen-  
masse erst nach 1,5 Bill. Jahren aufgebraucht sein.



## 14. Fortsetzung Festvortrag: Die Sonne als Stern

Für andere Sterne früher und später Spektraltypen nehmen allerdings die sogenannten "Sternwinde" gigantische Ausmaße an und können daher in den Spektren entdeckt werden. Dabei wurden Verlustraten bis zu  $10^{-5} M_{\odot}$  pro Jahr gemessen (also  $10^{22}$  t, das ist 100 millionenmal soviel wie auf der Sonne). Bei den frühen Sternen erfolgen diese Ausströmungen mit großer Geschwindigkeit, nämlich 600 bis  $3500 \text{ km s}^{-1}$ , für die späten Typen nur sehr langsam mit 10 bis  $100 \text{ km s}^{-1}$ . Man kann daher von einer ständigen Ausdehnung der äußeren Sternatmosphären bei diesen Sternen sprechen.

### V. Sternflecken und Sternchromosphären

Da wir eben schon ein Analogon einer solaren Erscheinung (nämlich des Sonnenwindes) auf anderen Sternen (den "Sternwind") erwähnt haben, möchte ich noch zwei ähnliche Dinge anführen.

#### 1. Sternflecken

Kein anderer Stern kann so vergrößert werden, daß man Einzelheiten auf seiner Oberfläche sichtbar machen kann. Die Möglichkeit Sternflecken zu entdecken, beruht wieder auf dem Dopplereffekt. Nehmen wir an, eine Absorptionslinie entsteht nur in einem Sternfleck, nicht aber in der umgebenden normalen Photosphäre, dann zeigt sich die durch die Rotation bedingte Wanderung des Flecks durch systematische Linienverschiebung zuerst nach blau, dann nach rot, wobei die Geschwindigkeit bei Äquatorflecken größer sein wird, als bei solchen in hohen Breiten. Durch eine mathematische Analyse hat kürzlich Steven Vogt von der Lick-Sternwarte Aussagen über die Zahl von solchen Flecken, ihre Form, Größe und Temperatur beim Stern HR 1099 machen können. Merkwürdigerweise weist dieser Stern eine starre Rotation auf, nicht eine differentielle wie die Sonne.

## 15. Fortsetzung Festvortrag: Die Sonne als Stern

### 2. Sternchromosphären

Die Beiträge der beiden Ultraviolett-Satelliten Copernicus und IUE (International Ultraviolet Explorer) haben den Anfang zur Erforschung von Sternchromosphären in großer Zahl gemacht. Die Chromosphäre ist die Übergangszone von der 6000 K heißen Sonnenphotosphäre bis zur Millionen Grad heißen Korona. Schon früher hat man Chromosphärenlinien in einzelnen Sternen entdeckt, aber die Auffindung von Chromosphären in zahlreichen Sternen geschah erst durch die Satelliten. Während nämlich die Chromosphärenstrahlung für normale Spektrographen völlig durch das Photosphärenlicht überdeckt wird, kommt im extrem kurzwelligen Bereich kaum eine Photosphärenstrahlung zum Tragen, sondern nur die Emission der heißeren Chromosphäre. Die bisherigen Studien haben ergeben, daß es zwei Typen von Sternen gibt, solche, die über Chromosphäre und Korona Sonnenwindverhältnisse wie auf der Sonne produzieren; eine andere Art, kühlere Überriesen, verlieren mehr Material wie schon vorher besprochen. Das Studium dieser äußerst sensiblen und für die Sonnen- und Sternphysik so wichtigen Schichten hat damit erst richtig begonnen.

### VI. LEST - Ein großes Europäisches Sonnenteleskop

Aus unseren bisherigen Überlegungen geht folgendes hervor: Die Sonnenphysik spielt eine unerhört wichtige Rolle für die gesamte Astronomie, eben weil die Sonne der einzige Stern ist, aufgrund dessen Nähe man Einzelheiten auf ihr wahrnehmen kann, weil weiters ihre Zustandsgrößen so genau bestimmt werden können, daß sie der Normalstern schlechthin geworden ist. Leider wird das von vielen Astronomen nicht anerkannt und die Folge ist eine weltweite Unterdotierung der Sonnenforschung (genauer der "stellaren" Sonnenforschung, nicht der solar-terrestrischen Beziehungen). Es gibt nur mehr wenige Zentren der Sonnenforschung und diese ringen ums

## 16. Fortsetzung Festvortrag: Die Sonne als Stern

Überleben, bzw. um eine ausreichende und zweckentsprechende instrumentelle Ausrüstung. Wir haben gehört, daß abgesehen von der Absorption bestimmter Spektralbereiche in der Erdatmosphäre vor allem eine ruhige Luft (gutes Seeing) herrschen muß, das Auflösungen bis unter  $0,1''$  gestattet. Das wird erst von Spacelab und dort nur für kurze Zeiträume möglich sein.

So hat schon vor Jahren eine Gemeinschaft Europäischer Sonnenphysiker (JOSO) nach einem guten Beobachtungsort auf der Erde Ausschau gehalten und den weltbesten Platz schließlich auf den Canarischen Inseln gefunden. Auf dem Gipfel eines auf der Insel gelegenen Berges strömt staubfreie Luft vom Atlantik ein und erlaubt, wenn man noch dazu eine besondere Teleskopkonstruktion vornimmt, eine dauernde Auflösung von  $0,1''$ , also ganz ähnlich wie im Welt-raum. Das haben die bisherigen Beobachtungen ergeben.

Und so entstand der Plan zur Errichtung von LEST (Large European Solar Telescope). Die LEST-Stiftung ist vor wenigen Monaten bei der Schwedischen Akademie der Wissenschaften errichtet und vor allem die europäischen Ländern sind zum Beitritt aufgefordert worden. Der Plan ist es, bis in die 90er Jahre ein 2,4m-Spiegelteleskop mit Heliumfüllung aufzustellen, das allerdings bei S 700 Mill. kosten wird. Eine Skizze dieses zukunftsweisenden Projektes ist beigegeben. Damit würde es dann endlich möglich sein, durch langdauernde erdgebundene Beobachtungen den Fixstern Sonne wirklich in allen offenen Einzelheiten zu erforschen.

17. Fortsetzung Festvortrag: Die Sonne als Stern

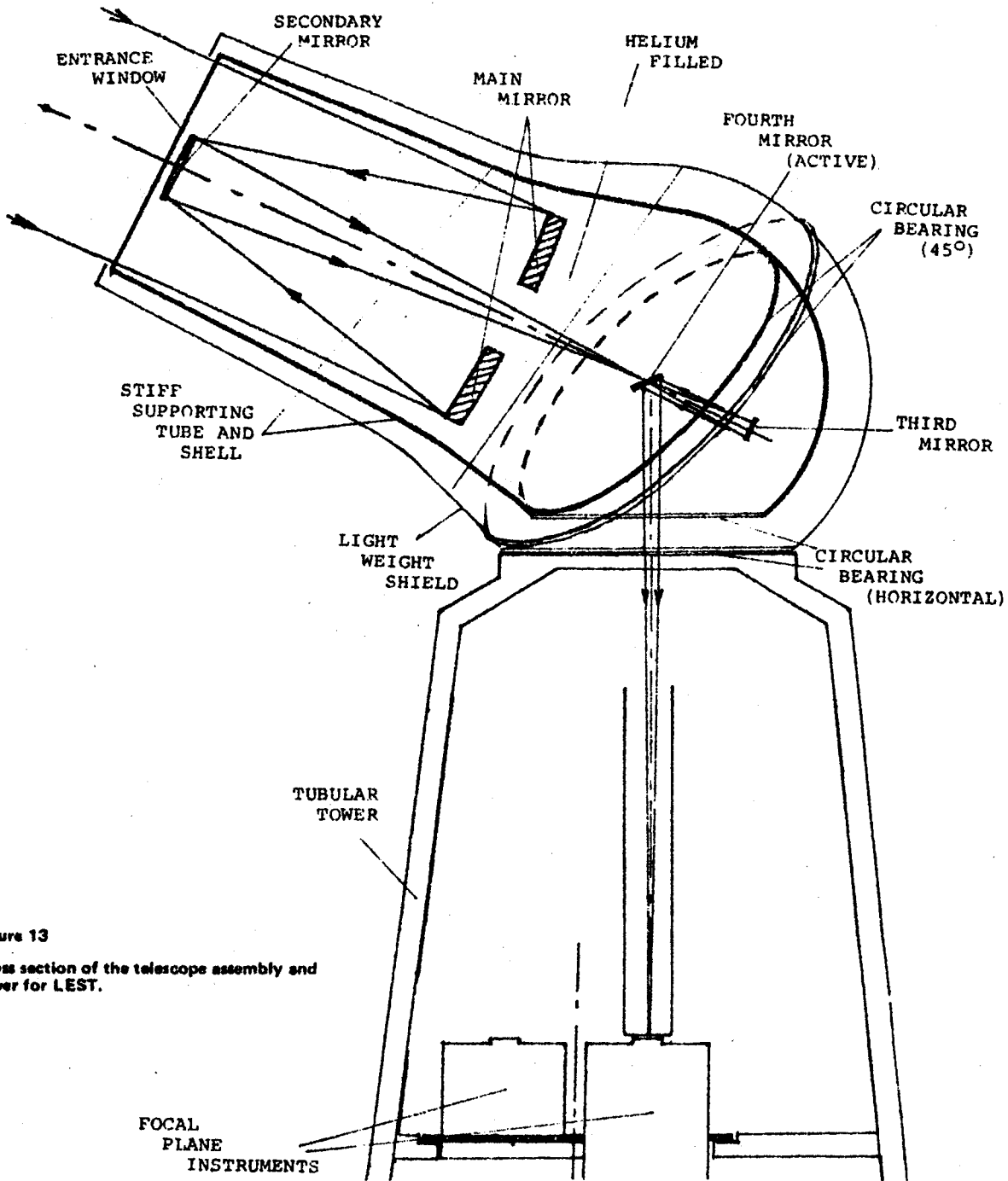


Figure 13  
Cross section of the telescope assembly and tower for LEST.

The principal new technology features of LEST's design are the following

- a compact, domeless and direct-pointing telescope
- a 2-axis tracking and mounting which provides a stationary port for the focal plane instruments
- an optical system that permits high precision polarimetric measurements
- an optical system that facilitates the use of active optics for the stabilization of the solar image
- an optical system with provision for real-time image restoration (adaptive optics)
- a two-step guider system for high precision pointing and tracking
- interferometric control of mirror position and alignment
- helium filled light path of the telescope
  - a) eliminates internal seeing problems
  - b) reduces thermal problems in the telescope and within the window
- c) avoids using a thick vacuum window
- enhanced solar light throughput by
  - a) a minimum number of optical surfaces - only 4 reflections
  - b) high reflectivity coatings
- application of new and light weight materials
- a slender, tubular concrete tower.

Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität  
und Sonnenüberwachung

1. Einleitung

Die Erscheinungsformen der aktiven Sonne sind derart vielfältig, daß hier nur die Phänomene beschrieben werden können, die hauptsächlich weltweit überwacht werden und in daraus resultierenden Datensammlungen ihren festen Platz als Maß und Ausdruck der Sonnenaktivität haben.

Aber auch über jedes einzelne Phänomen könnte und müßte mehr gesagt werden, als es hier der Fall sein kann. Die folgenden Zeilen sollen daher auf einzelne Phänomene hinweisen und vielleicht auch dazu anregen, sich mit dem einen oder anderen Phänomen näher zu befassen.

Die Sonnenüberwachung auf der Kanzelhöhe, im weltweiten Beobachtungsnetz kooperierende Observatorien und die Sonnenaktivität betreffende Datensammlungen werden am Schluß behandelt.

2. Aktive Regionen

Die Sonnenaktivität zeigt sich in einer Reihe verschiedener Phänomene in Photosphäre, Chromosphäre und Korona. Diese aktiven Phänomene sind: photosphärische Fackelgebiete, Sonnenflecken; chromosphärische Fackeln (Plages), Flares (Sonneruptionen), Filamente (Protuberanzen); koronale Kondensationen; allmählicher und plötzlicher Anstieg der Strahlung im EUV-, Röntgen- und Radiobereich des Sonnenspektrums; Bewegungen und Auswürfe von Sonnenplasma und Beschleunigung rascher Elektronen und Protonen.

Diese Phänomene stehen zueinander in enger Verbindung und sind in begrenzten Regionen auf der Sonne konzentriert. Eine solche Region heißt Aktive Region (Active Region, AR), Aktivitätszentrum (Center of Activity, CA) oder auch Aktivitätsgebiet.

## 1. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

Das Fundament einer Aktiven Region ist ein im Vergleich zur ungestörten Umgebung verstärktes Magnetfeld, das die beobachteten Phänomene kontrolliert bzw. sogar produziert. Es können zur gleichen Zeit mehrere Aktivitätszentren vorhanden sein, die unabhängig voneinander entstehen und verschieden lange leben. Die Lebensdauer beträgt einige Wochen oder Monate. Die Anzahl der Aktivitätsgebiete hängt von der Phase im Aktivitätszyklus ab.

### 3. Sonnenflecken

In einem Aktivitätsgebiet sind die Sonnenflecken Orte mit sehr starkem Magnetfeld, wobei die Feldstärken zwischen 1500 und 4000 Gauß liegen. Ein voll entwickelter Sonnenfleck besteht aus einem dunklen Kern, der Umbra, die von einer helleren Penumbra umgeben ist. Die Penumbra hat eine radiale, fadenförmige Struktur. Die Helligkeit der Umbra beträgt etwa 10%, die der Penumbra etwa 80% der Helligkeit der ungestörten Photosphäre. Hat die Photosphäre eine effektive Temperatur von  $5785^{\circ}\text{K}$ , so liegt die entsprechende Temperatur der Umbra bei  $4160^{\circ}\text{K}$ , die der Penumbra bei  $5500^{\circ}\text{K}$ .

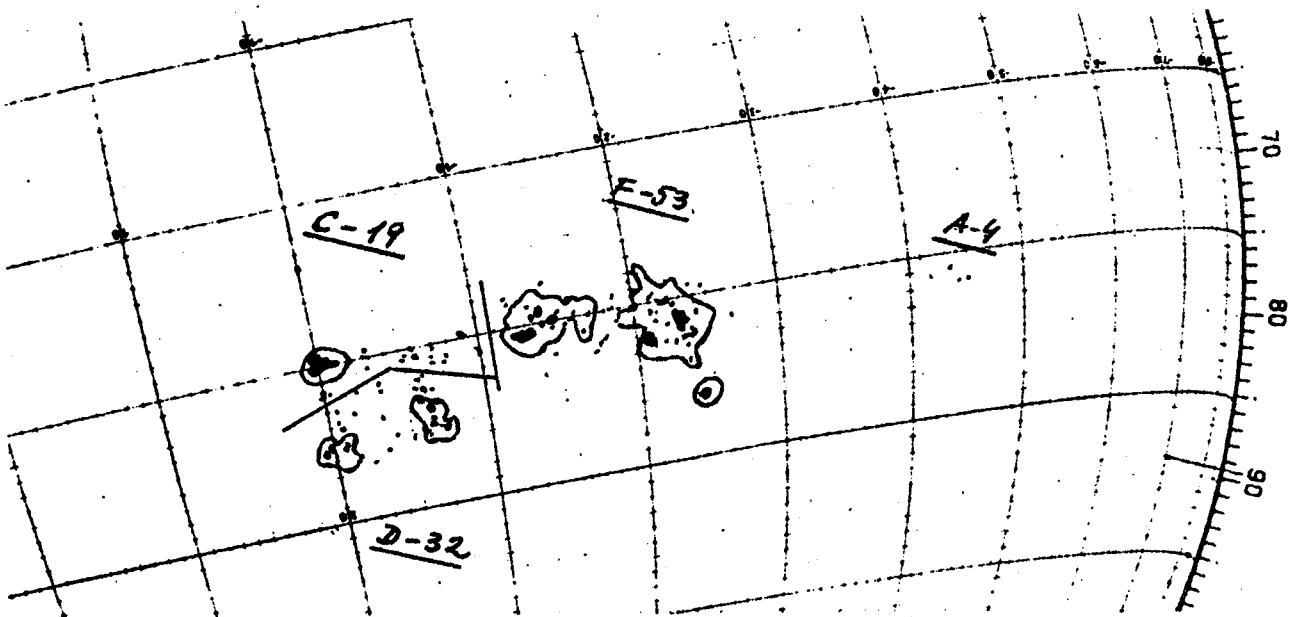
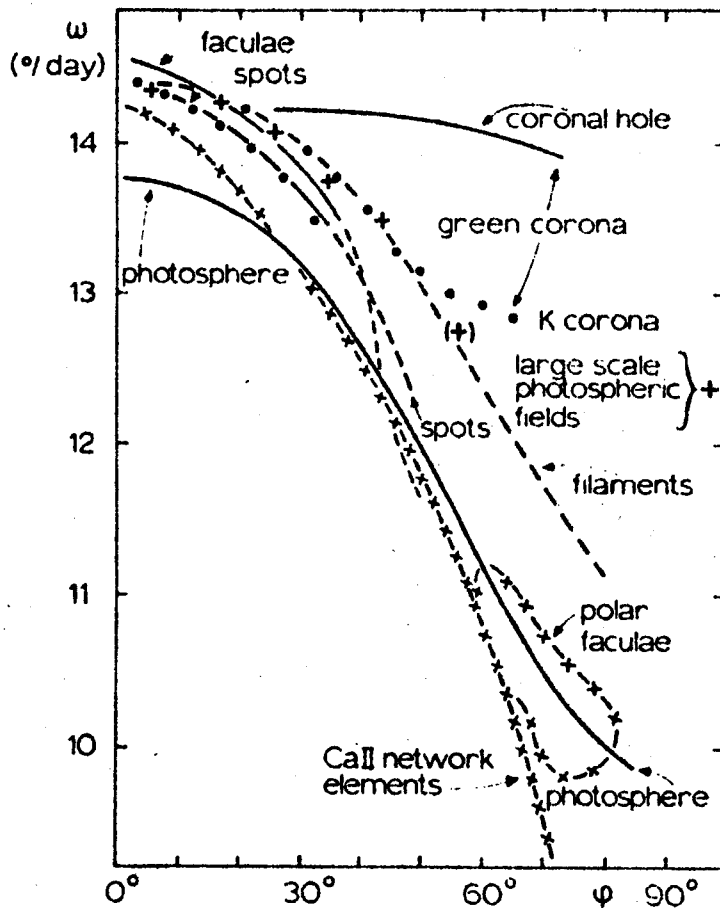


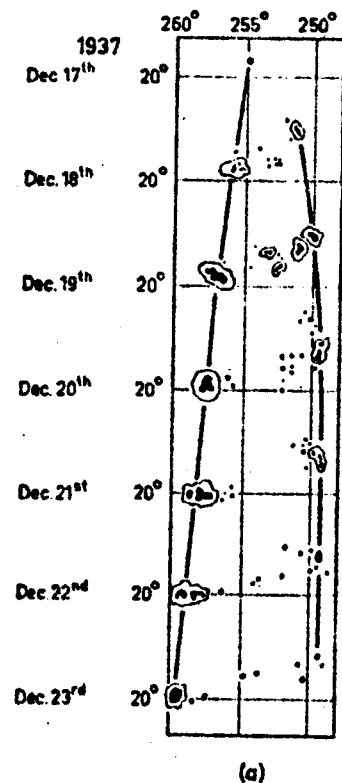
Abb.1: Komplex von Sonnenfleckengruppen im SE der Sonne  
am 27.4.1984 um 7<sup>45</sup> UT

## 2. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

Im allgemeinen treten die Flecken bipolar angeordnet in Gruppen auf (Abb.1). Der westlich gelegene Fleck wird als p-Fleck (in der Rotationsrichtung vorne liegend, preceding) oder auch als leader-Fleck bezeichnet, der östlich gelegene Hauptfleck als f-Fleck (in der Rotationsrichtung folgend, following). Die Verbindungslinie zwischen den beiden Hauptflecken ist zu den Breitenkreisen leicht geneigt, der p-Fleck liegt also etwas näher beim Äquator als der f-Fleck. Mit zunehmendem Lebensalter der Fleckengruppe wird dieser Neigungswinkel kleiner. Ursache ist die differentielle Rotation der Sonne (Abb.2). Der dem Äquator näher liegende Fleck hat eine größere Geschwindigkeit als der entfernter liegende. So kommt es zu einer Divergenz in Länge. Darüber hinaus zeigen die Sonnenflecken noch echte Eigenbewegungen in heliographischer Länge und Breite (Abb.3)



**Abb.2:** Differentielle Rotation der Sonne  
Siderische Rotationswinkel verschiedener Strukturen



**Abb.3:** Eigenbewegungen von Sonnenflecken

### 3. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

Schon bald nach den ersten regelmäßigen Fleckenbeobachtungen hat man festgestellt, daß die Häufigkeit der Flecken einer zeitlichen Änderung unterliegt. Um diese Veränderungen quantitativ erfassen zu können, hat 1848 Rudolf Wolf die Fleckenrelativzahl eingeführt. Diese ist definiert durch:  $R = k \cdot (10 \cdot g + f)$ . Dabei ist  $g$  die Anzahl der Fleckengruppen,  $f$  die Anzahl aller sichtbaren Flecken. Der Tatsache des Auftretens in Gruppen ist durch den Faktor 10 Rechnung getragen worden. Ein einzelner, isoliert auftretender Fleck bekommt so mehr Gewicht als ein Einzelfleck innerhalb einer Gruppe. Der Reduktionsfaktor  $k$  berücksichtigt die bei der Bestimmung von  $R$  unterschiedlichen Beobachtungsbedingungen (Seeing, Instrument, Beobachter) und stellt den Bezug zur internationalen Relativzahl her (bis 1980 Zürich, ab 1981 SIDC=Sunspot Index Data Center in Brüssel). Sicher wäre es physikalisch sinnvoller, als Maß für die Fleckenaktivität die von den Flecken eingeschlossene Fläche anzugeben. Die Bestimmung der Fleckenfläche verursacht aber erhebliche Mehrarbeit. Wie sich herausgestellt hat, sind die Relativzahlen  $R$  und die Fleckenflächen  $A$  mit  $A = 16.7 \cdot R$  recht gut korreliert.

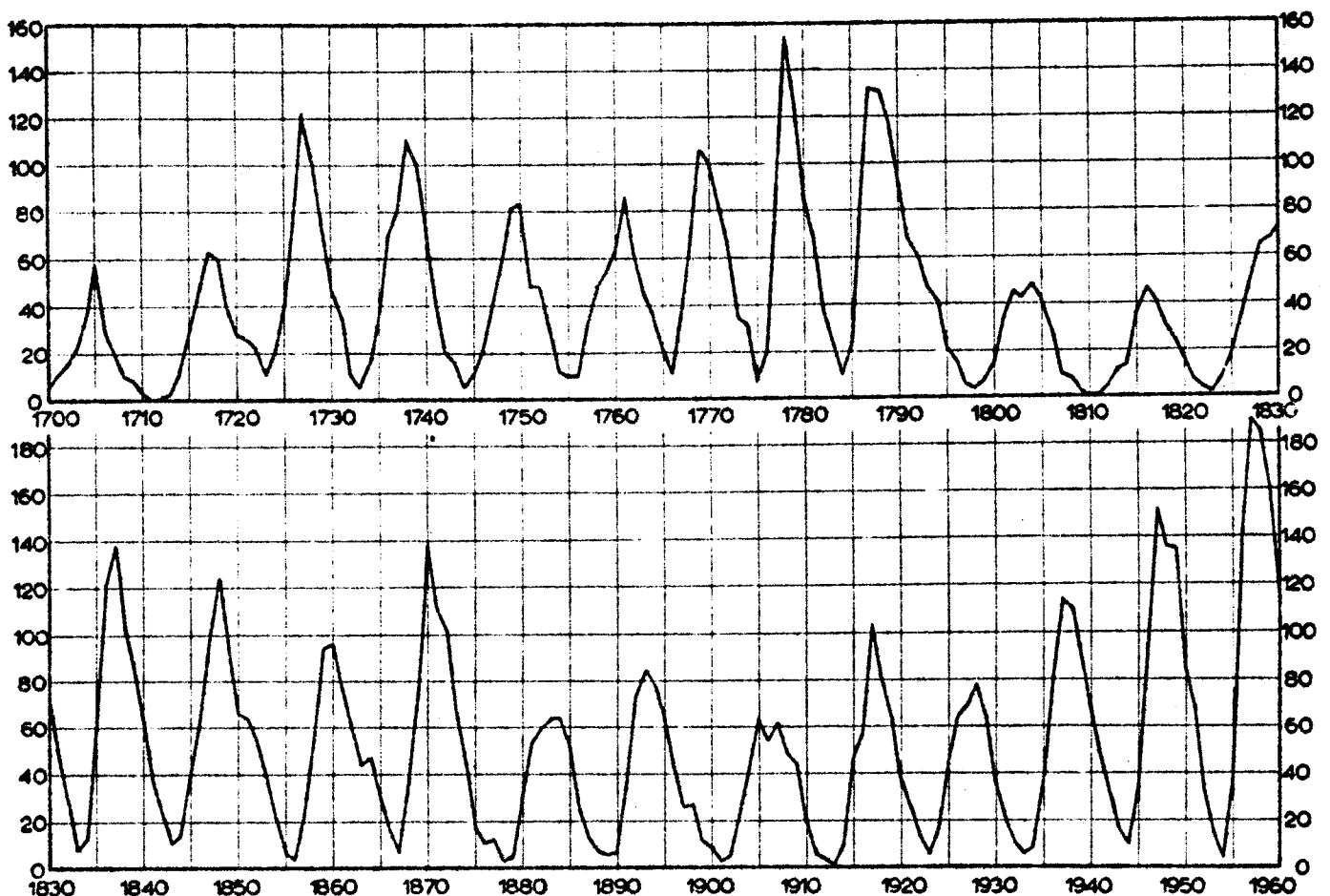


Abb.4: Die Sonnenfleckentätigkeit von 1700 bis 1960



# MONTHLY MEAN SUNSPOT NUMBERS

## January 1944 - March 1983

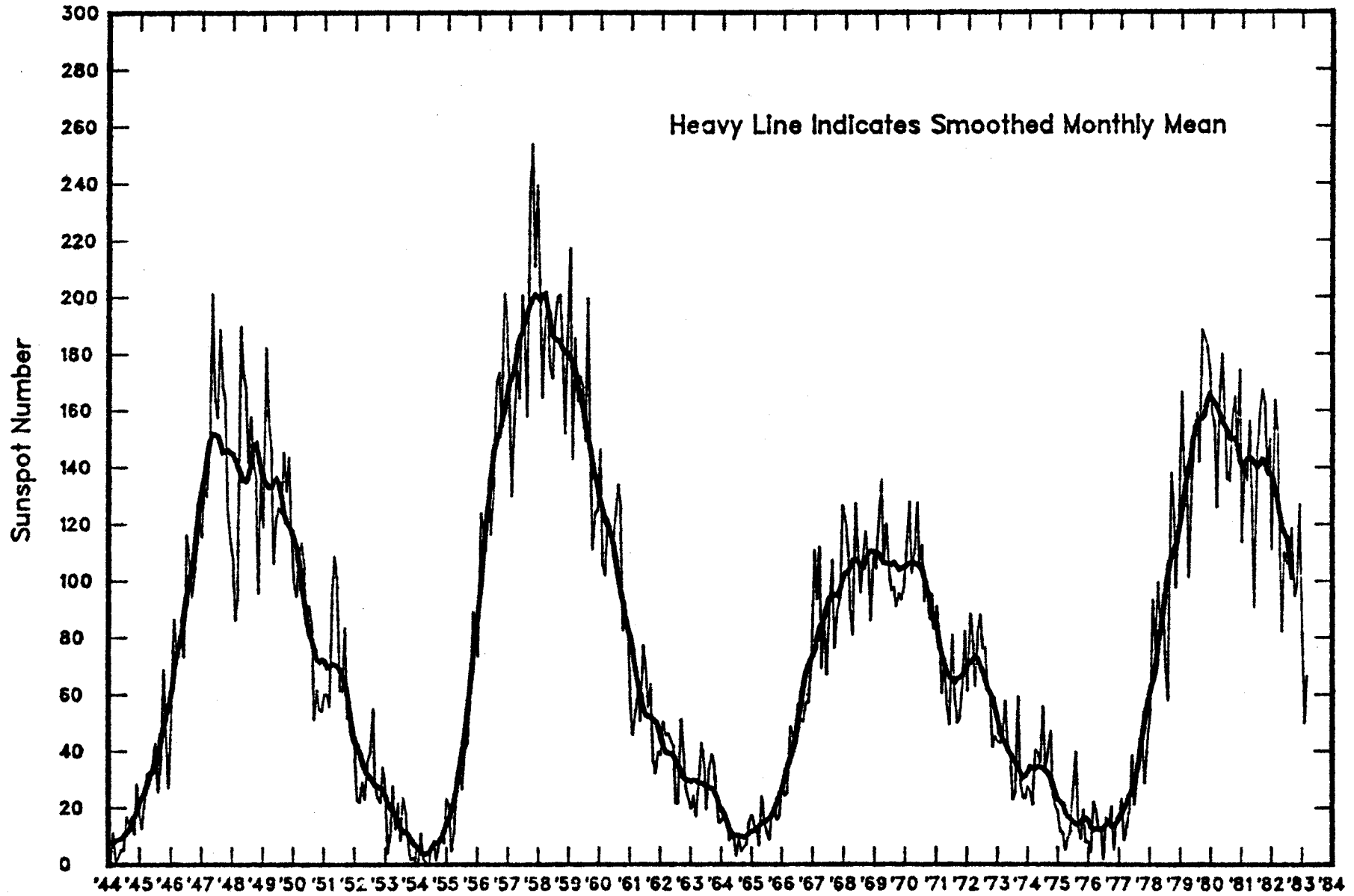


Abb. 5: Die Sonnenfleckentätigkeit von Jan. 1944 bis März 1983

## 5. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

Die Beobachtung der Relativzahlen hat ergeben, daß diese sich periodisch ändern. Da die täglichen Relativzahlen stark streuen und einen durch die Sonnenrotation bedingten 27tägigen Gang haben, werden Monatsmittel gebildet, die eine Periode schon besser erkennen lassen. Mit der Formel

$$R_{12} = 1/12 \left( \sum_{k=n-5}^{n+5} (R_k) + 1/2 (R_{n+6} + R_{n-6}) \right)$$

wird die Kurve dann geglättet.  $R_k$  sind die Monatsmittel für die Monate  $k$ ,  $R_{12}$  ist dann die endgültige, geglättete Relativzahl für den Monat  $k=n$  (smoothed relative numbers). Die so erhaltenen Kurven lassen deutlich Maxima und Minima erkennen (Abb.4,5). Der Sonnenfleckenzklus, der von Minimum zu Minimum gemessen wird, dauert im Durchschnitt 11.1 Jahre.

Tabelle 1: Charakteristika der Sonnenfleckenzkurven

Charakteristikum	Mittel	von - bis
Abstände der Maxima	10. <sup>a</sup> 9	7. <sup>a</sup> 3 - 17. <sup>a</sup> 1
Abstände der Minima	11. <sup>a</sup> 1	9. <sup>a</sup> 0 - 13. <sup>a</sup> 6
Anstiegszeit	4. <sup>a</sup> 5	2. <sup>a</sup> 9 - 6. <sup>a</sup> 9
Abstiegszeit	6. <sup>a</sup> 5	4. <sup>a</sup> 0 - 10. <sup>a</sup> 2
Relativzahl im Maximum	108.2	48.7 - 201.3
Relativzahl im Minimum	5.1	0.0 - 11.2

Es gilt: Der Anstieg vom Minimum zum Maximum erfolgt um so rascher, je höher das Maximum dann wird. Der Abstieg vom Maximum zum nächsten Minimum dauert länger, wenn das Maximum hoch ist. Diese Beobachtungsergebnisse werden zur Vorhersage der Fleckentätigkeit genutzt. Abb.6 zeigt die Zyklen 18, 19 und 20, Abb.7 den Zyklus 21, dessen Ende wir für 1986 erwarten dürfen. Abb.7 zeigt auch die vorhergesagten Fleckenzahlen. Betrachtet man die Fleckenzyklen in Abb.4, so fallen die verschieden hohen Maxima auf. Es gilt als sicher, daß dem 11jährigen Sonnenfleckenzklus ein zumindest 80jähriger Zyklus überlagert ist. Tabelle 2 gibt die Minima und Maxima der Sonnenfleckentätigkeit für die Zyklen 1-21, Tabelle 3 gibt die jährlichen, nicht geglätteten Mittelwerte der Relativzahlen von 1900 bis 1983.

# SUPERPOSITION OF CYCLES 18, 19, AND 20

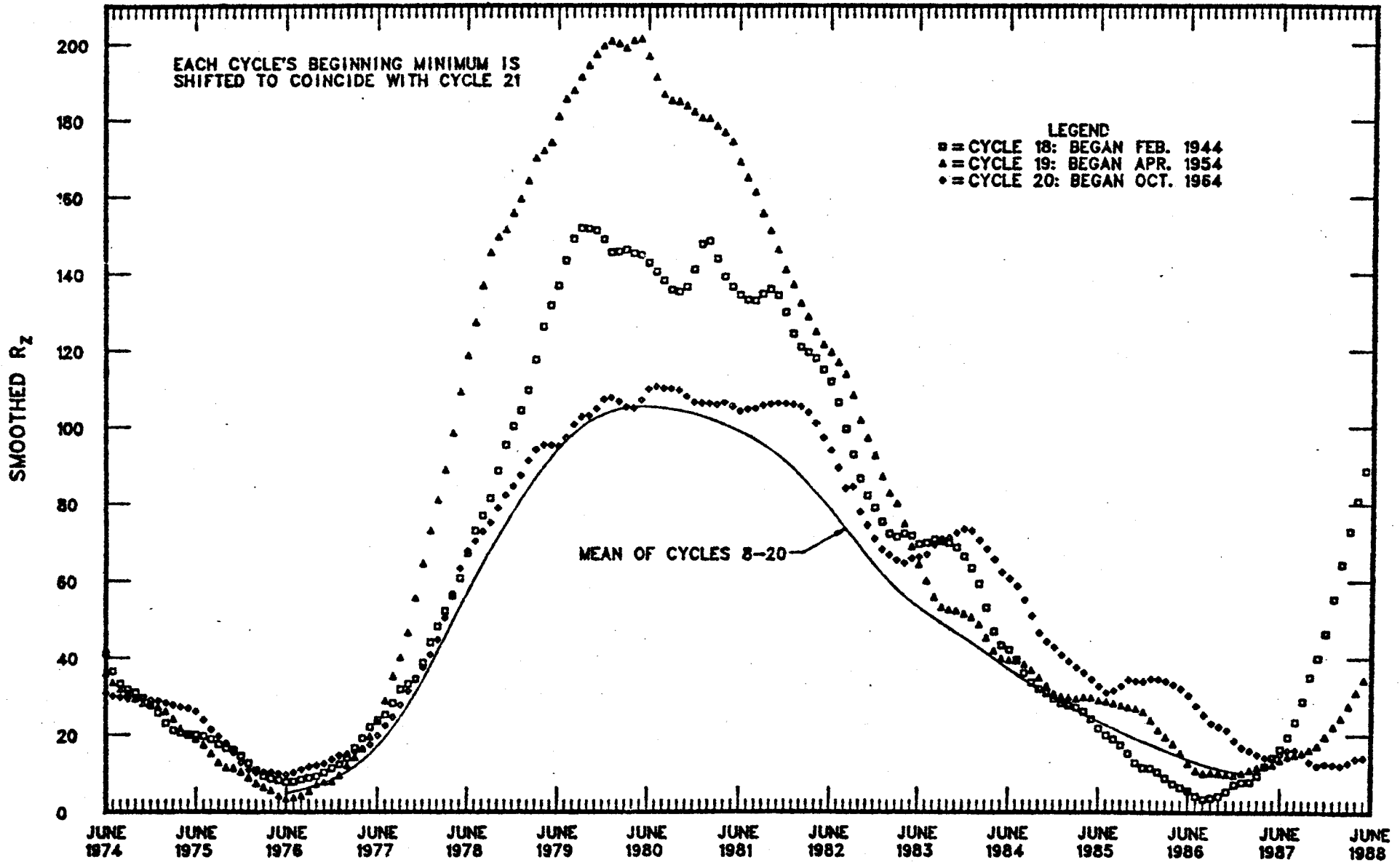


Abb.6: Die Zyklen 18, 19 und 20

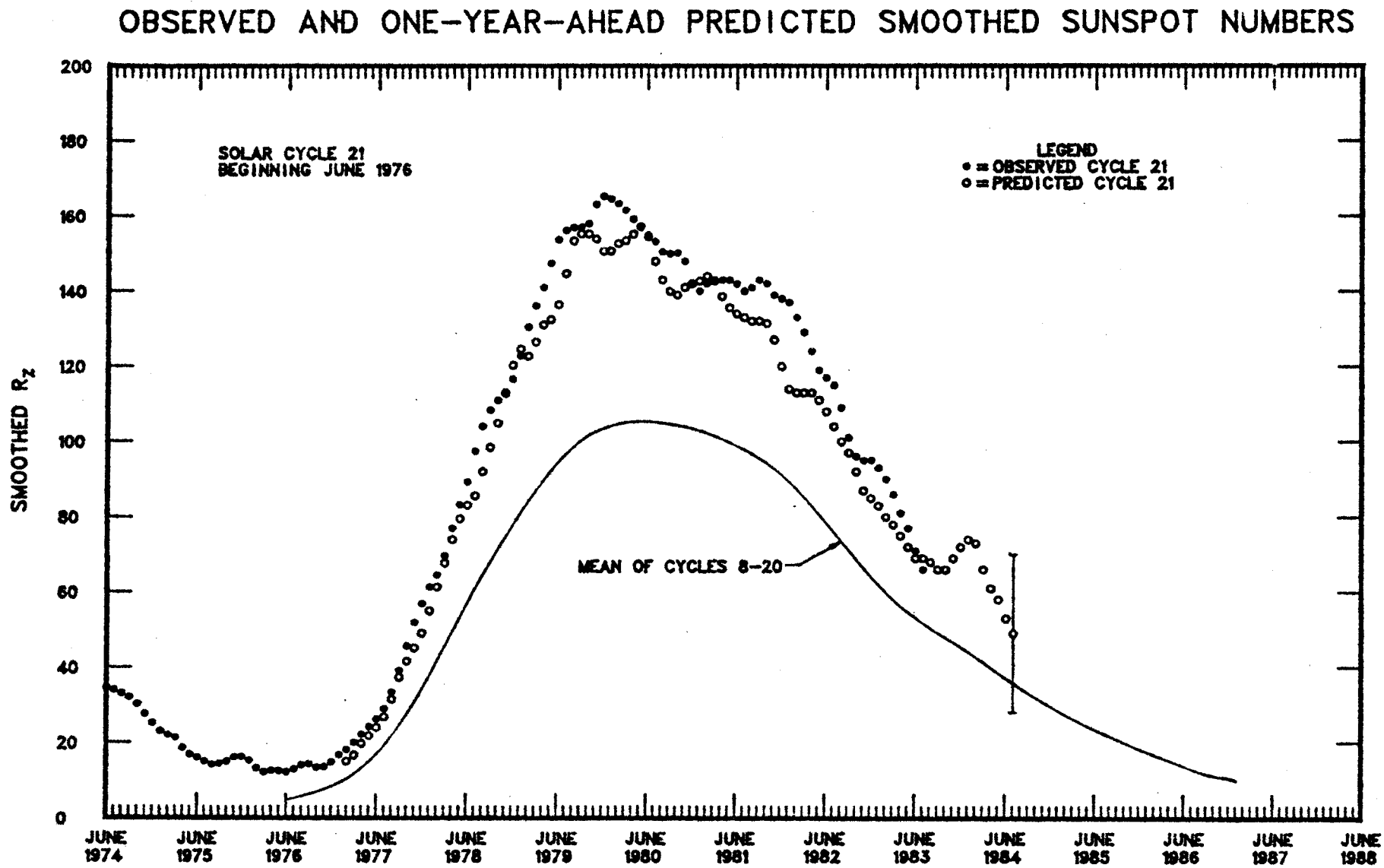


Abb.7: Beobachtete und vorhergesagte Relativzahlen im Zyklus 21

8. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

Tabelle 2:

Minima und Maxima der Sonnenfleckaktivität

Zyklus	Min.	Rmin	Max.	Rmax
1	1755.2	8.4	1761.5	86.5
2	1766.5	11.2	1769.7	115.8
3	1775.5	7.2	1778.4	158.5
4	1784.7	9.5	1788.1	141.2
5	1798.3	3.2	1805.2	49.2
6	1810.6	0.0	1816.4	48.7
7	1823.3	0.1	1829.9	71.7
8	1833.9	7.3	1837.2	146.9
9	1843.5	10.5	1848.1	131.6
10	1856.0	3.2	1860.1	97.9
11	1867.2	5.2	1870.6	140.5
12	1878.9	2.2	1883.9	74.6
13	1889.6	5.0	1894.1	87.9
14	1901.7	2.6	1907.0	64.2
15	1913.6	1.5	1917.6	105.4
16	1923.6	5.6	1928.4	78.1
17	1933.8	3.4	1937.4	119.2
18	1944.2	7.7	1947.5	151.8
19	1954.3	3.4	1957.9	201.3
20	1964.7	9.6	1968.9	110.6
21	1976.5	12.2	1979.9	164.5

9. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

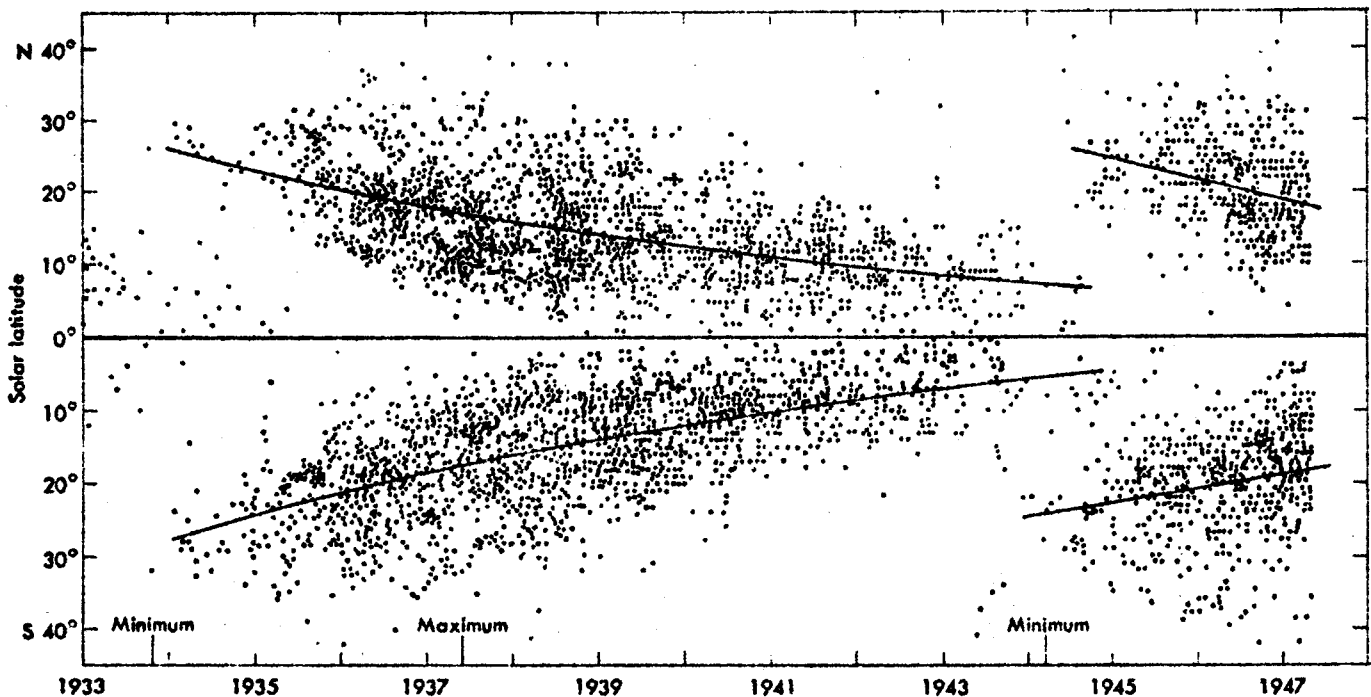
Tabelle 3:

Jährliche Mittelwerte der Sonnenflecken-Relativzahlen

1900	9.5	1928	77.8	1956	141.7
1901	2.7	1929	64.9	1957	190.2
1902	5.0	1930	35.7	1958	184.8
1903	24.4	1931	21.2	1959	159.0
1904	42.0	1932	11.1	1960	112.3
1905	63.5	1933	5.7	1961	53.9
1906	53.8	1934	8.7	1962	37.5
1907	62.0	1935	36.1	1963	27.9
1908	48.5	1936	79.7	1964	10.2
1909	43.9	1937	114.4	1965	15.1
1910	18.6	1938	109.6	1966	47.0
1911	5.7	1939	88.8	1967	93.8
1912	3.6	1940	67.8	1968	105.9
1913	1.4	1941	47.5	1969	105.5
1914	9.6	1942	30.6	1970	104.5
1915	47.4	1943	16.3	1971	66.6
1916	57.1	1944	9.6	1972	68.9
1917	103.9	1945	33.2	1973	38.0
1918	80.6	1946	92.6	1974	34.5
1919	63.6	1947	151.6	1975	15.5
1920	37.6	1948	136.3	1976	12.6
1921	26.1	1949	134.7	1977	27.5
1922	14.2	1950	83.9	1978	92.5
1923	5.8	1951	69.4	1979	155.4
1924	16.7	1952	31.5	1980	154.6
1925	44.3	1953	13.9	1981	140.5
1926	63.9	1954	4.4	1982	115.9
1927	69.0	1955	38.0	1983	66.6

## 10. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

Die Sonnenflecken treten in bevorzugten Zonen auf. Zu Beginn eines Zyklus findet man sie in hohen Breiten um  $\pm 30^\circ$ , zum Ende eines Zyklus in niederen Breiten um  $\pm 5^\circ$ , zum Zeitpunkt des Maximums um  $\pm 16^\circ$ . Zum Zeitpunkt eines Sonnenfleckenminimums können also sowohl Flecken des neuen Zyklus in hohen Breiten als auch Flecken des alten Zyklus in niederen Breiten beobachtet werden. Dieses Verhalten der Sonnenflecken ist in Abb.8 dargestellt.



**Abb.8:** Sonnenfleckenzone im Verlauf des Fleckenzykklus

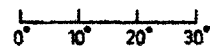
Um der Entwicklung der einzelnen Fleckengruppen Rechnung zu tragen, hat Waldmeier die sogenannte Zürich-Klassifikation eingeführt. Im englischen Sprachraum wird sie auch Brunner-Klassifikation genannt. Die Fleckengruppen werden in neun verschiedene Klassen eingeteilt. Diese Klasseneinteilung stellt gleichzeitig ein Entwicklungsschema dar. Eine sich voll entwickelnde Fleckengruppe durchläuft die Klassen A-B-C-D-E-F-G-H-J-A. Dabei erreicht sie mit der Klasse F ihre maximale Entwicklungsphase. Nicht alle Gruppen durchlaufen alle Klassen. Tabelle 4 stellt dieses Klassifikationsschema dar.

11. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

Tabelle 4:

Zürich-Klassifikation

A				
B				
C				
D				
E				
F				
G				
H				
J				



- A: Ein einzelner Fleck oder eine Anhäufung von Flecken ohne Penumbra und ohne bipolare Struktur
- B: Gruppe von Flecken ohne Penumbra in bipolarer Anordnung
- C: Bipolare Fleckengruppe, wobei einer der Hauptflecken eine Penumbra hat
- D: Bipolare Gruppe, deren Hauptflecken eine Penumbra besitzen; mindestens einer der beiden Hauptflecken soll eine einfache Struktur haben; Längenausdehnung im allgemeinen  $10^\circ$
- E: Große bipolare Gruppe; die beiden von Penumbrae umgebenen Hauptflecken zeigen eine komplizierte Struktur; zwischen den Hauptflecken zahlreiche kleine Flecken; Länge  $\geq 10^\circ$
- F: Sehr große bipolare Gruppe; Länge  $\geq 15^\circ$
- G: Große bipolare Gruppe ohne kleinere Flecken zwischen den Hauptflecken; Länge  $\geq 10^\circ$
- H: Unipolarer Fleck mit Penumbra; Durchmesser  $> 2.5^\circ$
- J: Unipolarer Fleck mit Penumbra; Durchmesser  $< 2.5^\circ$



## 12. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

In den Solar-Geophysical Data wird heute die McIntosh-Klassifikation verwendet (Tabelle 5). Sie beschreibt eine Fleckengruppe durch die modifizierte Zürich-Klasse, den Typ der Penumbra des größten Fleckes in der Gruppe und die Verteilung der Einzel-flecken zwischen den Hauptflecken. Unipolare Gruppen sind entweder ein einzelner Fleck oder eine Anhäufung von Flecken, wobei die größte Entfernung zwischen zwei Flecken  $3^\circ$  nicht überschreiten soll. Bei einem H-Fleck wird diese Distanz von der äußeren Begrenzung der Penumbra zum weitestentfernten Fleck gemessen. Eine bipolare Gruppe ist grob Ost-West ausgerichtet und hat eine Ausdehnung von über  $3^\circ$ . Enthält die bipolare Gruppe einen Fleck vom Typ H, dann müßte die Ausdehnung  $5^\circ$  überschreiten. Ist eine große Penumbra größer als  $5^\circ$  und asymmetrisch, dann handelt es sich fast sicher um eine kompakte D-, E- oder F-Gruppe. Die Zürich-Klasse G wird durch eine offene E- oder F-Gruppe ersetzt, J durch H.

Tabelle 6 bringt die Mt.Wilson-Klassifikation, auch Magnetische Klassifikation genannt. Sind aus Magnetfeldmessungen die Polaritäten der einzelnen Flecken bekannt, so lassen sich die Fleckengruppen durch die griechischen Buchstaben  $\alpha, \beta, \gamma, \delta$  in Klassen einteilen, die eine Aussage über die magnetische Konfiguration und damit auch über zu erwartende Aktivitäten ergeben.

Magnetfeldmessungen in bipolaren Gruppen haben ergeben, daß in einem Zyklus der p-Fleck einer Gruppe nördlich des Äquators eine andere Polarität hat als der p-Fleck einer Gruppe südlich des Äquators. Ist die Anordnung im Norden N-S, so ist sie im Süden S-N. Mit Beginn des neuen Zyklus kehrt sich das um: wir haben S-N im Norden, N-S im Süden. Das heißt, daß etwa alle 22 Jahre die magnetischen Verhältnisse gleich sind. Der magnetische Zyklus (Hale-Zyklus) dauert also zwei 11jährige Fleckenzyklen (Abb.9). Im 21. Zyklus hat der p-Fleck auf der nördlichen Hemisphäre der Sonne N-Polarität, der p-Fleck im Süden S-Polarität.

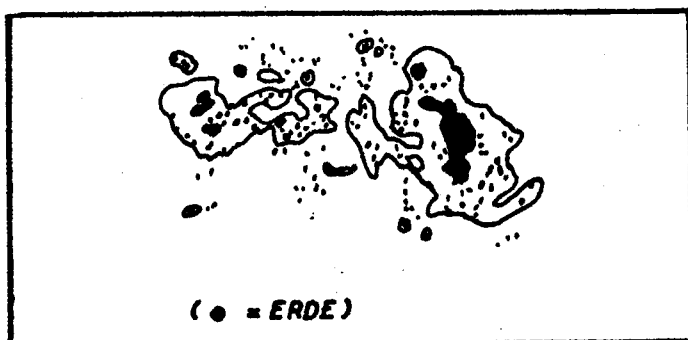


Abb.10: Bisher größte beobachtete Sonnenfleckengruppe 6.4.1947

13. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

Tabelle 5:  
McIntosh-Klassifikation

MODIFIED ZÜRICH CLASS		PENUMBRA		DISTRIBUTION
A		x	.	x
B		r	d	
C		s		o
D		a		
E		h		
F		k		i
H		2.5°		
15°				c

Typ der Penumbra:

x: keine Penumbra

r: rudimentäre, nicht vollständig geschlossene Penumbra

s: symmetrisch, fast kreisförmig, Durchmesser  $< 2.5$

a: asymmetrisch oder komplex, Durchmesser  $< 2.5$

h: groß symmetrisch,  $> 2.5$

k: groß asymmetrisch,  $> 2.5$

Verteilung der Flecken:

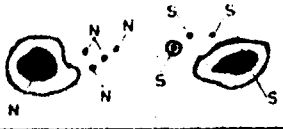

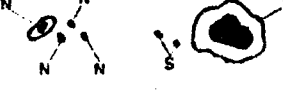





x: Einzelfleck

o: offen, keine Einzelflecken zwischen den Hauptflecken

i: mittel, einige Flecken zwischen den Hauptflecken

c: kompakt, viele Flecken dazwischen

Tabelle 6:  
Mt.Wilson-Klassifikation

BIPOLAR GROUPS	$\beta$		p- und f-Fleck gleichwertig
	$\beta p$		p-Fleck dominiert
	$\beta f$		f-Fleck dominiert
	$\beta \gamma$		einige Flecken entsprechen mit ihrer Polarität nicht der $\beta$ -Charakteristik
UNIPOLAR GROUPS	$\alpha$		
	$\alpha p$		Polarität wie p-Fleck im Zyklus
	$\alpha f$		Polarität wie f-Fleck im Zyklus
COMPLEX GROUPS	$\gamma$		komplett vermischte Polaritäten
	$\delta$		Flecken entgegengesetzter Polarität innerhalb von $2^\circ$ oder in derselben Penumbra
		WEST	EAST

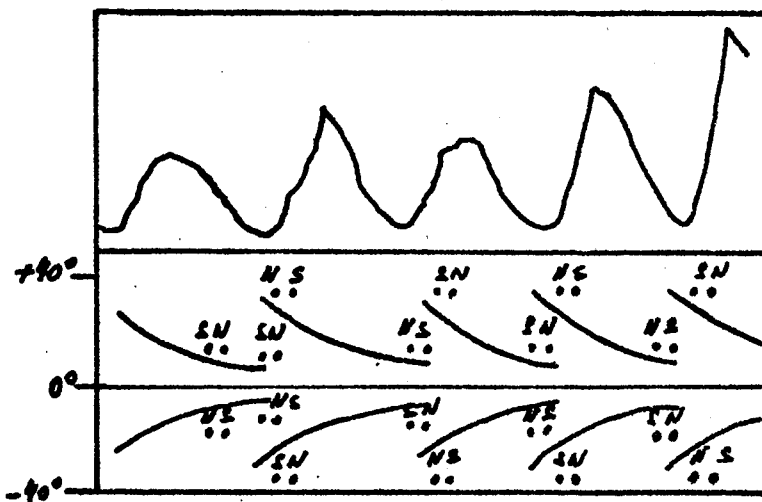


Abb.9: Der Hale-Zyklus

## 15. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

### 4. Fackelgebiete

Im weißen Licht können in der Nähe des Sonnenrandes die photosphärischen Fackeln beobachtet werden. Diese ausgedehnten hellen Gebiete, die aus zahlreichen Fackelgranulen bestehen, liegen um die Sonnenfleckengruppen herum. Gegen die Mitte der Sonnenscheibe zu sind sie wegen ihres geringen Kontrastes nicht zu sehen. Mit den photosphärischen Fackelgebieten stimmen bis ins Detail Regionen erhöhter Emission in der Chromosphäre überein. Diese chromosphärischen Fackeln, meist Plages genannt, werden vor allem in  $H\alpha$  ( $\lambda$  6563 Å) und in der H- und K-Linie von CaII ( $\lambda$  3933, 3967 Å) beobachtet. Besonders auffällig sind die Plages in CaII-K.

Mit Ausnahme der polaren Fackeln, die ein bis zwei Jahre vor dem Fleckenminimum auftreten und wahrscheinlich mit den polaren Koronastrahlen assoziiert sind, sind die Fackelgebiete fast immer irgendwann in ihrem Leben mit Sonnenflecken versehen. Dabei sind die Plages langlebiger als die Flecken. Sie sind schon vor dem Erscheinen der ersten kleinen Flecken sichtbar und noch lange nach der Auflösung der Fleckengruppe zu sehen (Abb.11).

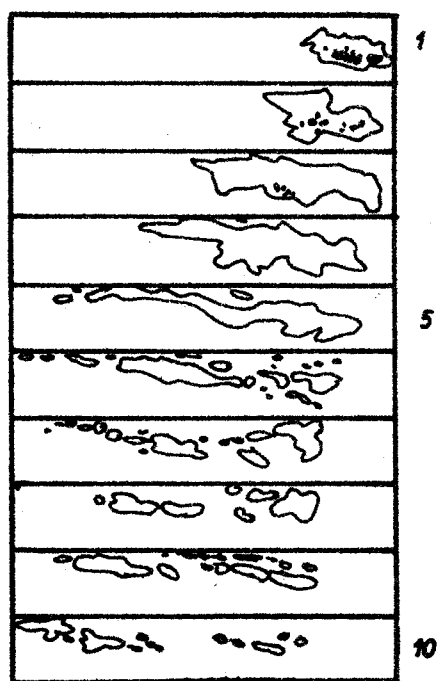


Abb.11: Fackelgebiet während 10 Sonnenrotationen  
Sonnenflecken in den Rotationen 1, 2 und 3

# 16. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

## 5. Flares (Sonneneruptionen)

Die Flare-Erscheinung ist ein sehr komplexes Phänomen mit folgenden Eigenschaften:

- (1) rasche zeitliche Entwicklung
- (2) Auftreten in einem begrenzten Gebiet
- (3) Emission elektromagnetischer Strahlung
- (4) Quelle hochenergetischer Teilchen
- (5) Ausstoß von Materie mit hohen Geschwindigkeiten
- (6) Ursache für Stoßwellen.

Die Emission von Strahlung reicht im extremen Fall von  $0.02 \text{ \AA}$  bis zu Wellenlängen im Radiobereich des Spektrums. Die verschiedenen Arten der Strahlung stammen aus verschiedenen Schichten der Sonnenatmosphäre. Man spricht daher auch oft vom  $H\alpha$ -Flare, Röntgenflare (X-Flare), Radioflare etc. Abb.12 zeigt die Flare-Emission bei verschiedenen Wellenlängen, Abb.13 das Linienprofil von  $H\alpha$ , wie es sich beim Flare-Ereignis darstellt.

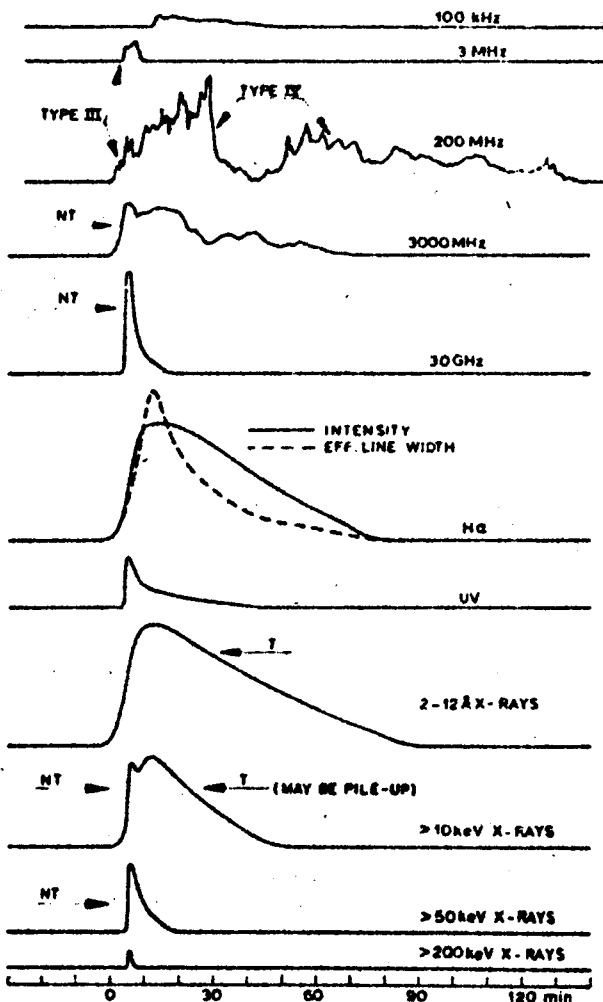


Abb.12: Die Flare-Emission

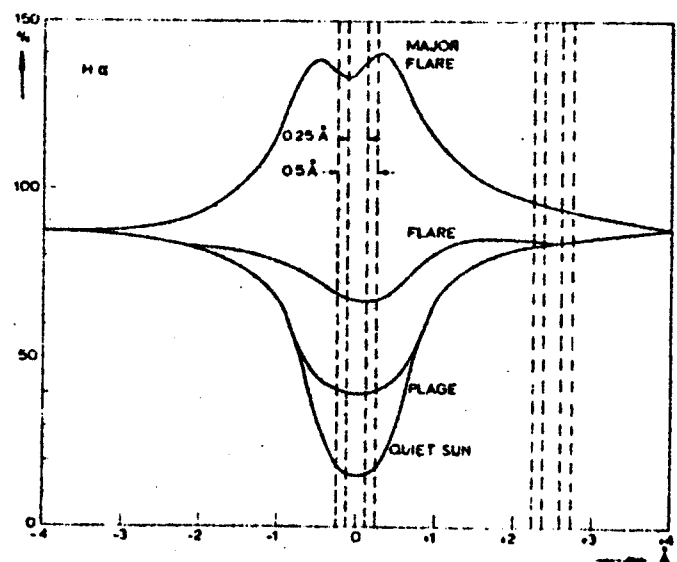


Abb.13: Linienprofile von  $H\alpha$

## 17. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität

Die optische Flare-Erscheinung wird üblicherweise in  $H\alpha$ , aber auch in CaII-H,K beobachtet, in seltenen Fällen ist ein Flare auch im weißen Licht zu sehen. Ein Flare ist das plötzliche Aufleuchten eines Teiles einer bereits existierenden Plage. Dem raschen Intensitätsanstieg folgt ein langsamer Abstieg in der Dauer von Minuten bis zu Stunden. Die Mehrheit der Flares ereignet sich in jungen oder voll entwickelten Aktiven Regionen. Große Flares treten vor allem in Gebieten mit großen Sonnenflecken, mit komplexer Magnetfeld-Konfiguration und mit hohen Magnetfeldgradienten auf. Eine Anzahl von Flares ereignet sich aber auch in alten, fleckenlosen Regionen oder zwischen zwei Aktiven Regionen.

Größere Eruptionen haben oft eine Vorstufe. In dieser Vorstufe kommt es entweder zum Aufleuchten einiger Punkte oder zum plötzlichen Verschwinden eines Filamentes. Die Hauptphase der Eruption ist die Flashphase. Helle Punkte oder Fäden leuchten auf, ihre Helligkeit nimmt rasch zu, die erhellte Fläche dehnt sich aus. Nach kurzer Zeit (Minuten) ist das Maximum der Helligkeit erreicht. In dieser Hauptphase kommt es zum Ablauf bzw. Einsetzen der verschiedenen Begleiterscheinungen. Das Abklingen der Eruption geht dann erheblich langsamer von sich. Die Flare-Fläche kann sich noch etwas ausdehnen, während die Helligkeit abnimmt. Am Ende hat das Gebiet wieder seine frühere Helligkeit.

Größe, Helligkeit und Lebensdauer der Flares variieren ziemlich stark. Zur einfachen Charakterisierung wurde eine zweiparametrische Klassifikation geschaffen, die in ihrer heutigen Form seit dem 1.1.1966 gilt. Grundlage für die Einordnung in die fünf Importance-Stufen ist die korrigierte Flarefläche zum Zeitpunkt der maximalen Intensität, auch wenn die Fläche nachher noch weiterwachsen sollte. Die korrigierte Fläche (heliographische Quadratgrad) wird aus der beobachteten Fläche ( $10^{-6}$  der Sonnenscheibe) auf folgende Weise berechnet:

$$FL_{\text{korr}} = FL_{\text{beob}} / (97 * \cos D)$$

Hierbei ist D die heliographische Winkeldistanz des Flares zum Scheibenzentrum. Tabelle 7 zeigt die Beziehung zwischen Importance und Flare-Fläche. Ist die Winkeldistanz größer als  $65^\circ$ , wird keine korrigierte Fläche bestimmt. Die Klassifizierung erfolgt dann mittels der in Tabelle 8 gegebenen Grenzen. Während

18. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

das vor 1966 gültige alte Importance-System die Intensität der Flare-Erscheinung kaum berücksichtigte, werden im neuen System durch das Nachstellen der Buchstaben f (faint, schwach), n (normal) und b (bright, hell) qualitative Helligkeitsschätzungen getroffen, die allerdings eine gewisse Beobachtungserfahrung verlangen.

Tabelle 7: Optische Flare-Klassifikation

Importance alt	Importance neu	Korrigierte Fläche	Beobachtete Fläche	Dauer ca.
1 <sup>-</sup>	s	≤ 2.0	≤ 200	4 <sup>m</sup>
1	1	2.1- 5.1	200- 500	4 <sup>m</sup> - 43 <sup>m</sup>
2	2	5.2-12.4	500-1200	10 <sup>m</sup> - 90 <sup>m</sup>
3	3	12.5-24.7	1200-2400	20 <sup>m</sup> - 155 <sup>m</sup>
3 <sup>+</sup>	4	> 24.7	> 2400	0 <sup>h</sup> .9 - 7 <sup>h</sup> .2

korrigierte Fläche in Quadratgrad

beobachtete Fläche in 10<sup>-6</sup> der Scheibe

für die Mitte der Sonnenscheibe gilt:

$$10^{-6} \text{ der Hemisphäre} = 2 \cdot 10^{-6} \text{ der Scheibe} = 0.0206 \text{ Quadratgrad} = 3 \cdot 10^6 \text{ km}^2$$

Tabelle 8: Grenzen der Importance-Klassen

D°	Imp. S/1	Imp. 1/2	Imp. 2/3
0	200	500	1200
----- 1/cos D - Gesetz -----			
65	90	280	600
70	75	240	500
80	50	180	350
90	45	170	300

beobachtete Flächen in 10<sup>-6</sup> der Scheibe

Mit Beginn des Jahres 1969 wurde zusätzlich zur optischen Flare-Klassifikation ein Klassifikationsschema eingeführt, das inzwischen auf vier Klassen erweitert wurde. Die Einordnung in

19. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

die vier Klassen B, C, M und X erfolgt nach dem Maximalfluß der Röntgenstrahlung im Bereich 1-8 Å. Eine der Klassenbezeichnung nachgestellte Ziffer von 1 bis 9 fungiert als Multiplikator.

Tabelle 9: Röntgenklassifikation

Klasse	Watt m <sup>-2</sup>	erg cm <sup>-2</sup> sec <sup>-1</sup>
B	$\phi < 10^{-6}$	$\phi < 10^{-3}$
C	$10^{-6} \leq \phi < 10^{-5}$	$10^{-3} \leq \phi < 10^{-2}$
M	$10^{-5} \leq \phi < 10^{-4}$	$10^{-2} \leq \phi < 10^{-1}$
X	$\phi \geq 10^{-4}$	$\phi \geq 10^{-1}$

Auskunft über die tägliche Flare-Aktivität gibt der tägliche Flare-Index. Er ist definiert durch:

$$I_f = (0.76/T) * \sum (A_d)^2$$

T ist die effektive Beobachtungszeit in Minuten, A<sub>d</sub> sind die individuellen Flare-Flächen, nicht korrigiert. Daher bekommen große Flares nahe der Scheibenmitte ein großes Gewicht.

Je nach Art ihres Auftretens bzw. der dabei beobachteten Begleiterscheinungen gibt es verschiedene Typen von Flares, die hier kurz aufgezählt werden sollen.

Plage Flare, Confined Flare: Flare im chromosphärischen Fackelgebiet; fällt mit bereits existierender Fackel zusammen

Randflare, Limb Flare: lassen die Höhenausdehnung über 10<sup>4</sup> km der Flares erkennen; Flare-Ort auch in der Nähe des Randes auf der Rückseite der Sonne; Unterschied zu aktiven Protuberanzen in Entwicklung und Bewegung - Protuberanz zeigt großräumige Bewegungen, während Flare bis auf Expansion stationär

Two-Ribbon Flare, Two-Strand Flare: Aufleuchten zweier nebeneinander liegender Streifen oder Bänder; oft auch mit dem Verschwinden eines Filamentes verbunden; Flare dann auf beiden Seiten der magnetischen Inversionslinie (ehemaliger Ort des Filamentes); Flare Loops verbinden oft beide Flare-Teile

Homologous Flares: Flares treten in Aktiven Regionen wiederholt an derselben Stelle auf; dabei sind dann Struktur und Entwicklung der einzelnen Flares fast gleich

Weißlicht-Flare, White-Light Flare: selten; während der Flashphase sind für wenige Minuten die hellsten Teile eines Flares im



## 20. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

weißen Licht in Form einzelner heller Punkte oder kleiner Flächen sichtbar; in oder in der Nähe der Penumbra komplexer Flecken

Flare Kernels, Hot Cores: in  $H\alpha$  besonders helle Punkte in einer Flare-Region; manchmal entwickeln sich daraus Weißlicht-Flares in der Nähe der magnetischen Inversionslinie

Filament-Associated Flare, Hyder Flare, Impact Flare: das zusammen mit Sonnenflecken in einer Aktiven Region zu sehende Filament löst sich auf, es kommt zu einem Two-Ribbon Flare; auch das Verschwinden eines ruhenden Filamentes (sudden disappearance, disparition brusque) löst oft ein Flare aus; führt meist zu besonders großen Flares

Particle Flare, Energetic Flare: sehr selten der Cosmic Ray Flare, führt zu einem GLE (ground level effect), nur 20 Flares von 1942 bis 1972; schon etwas häufiger Protonenflares, rufen den PCA-Effekt (Polar Cap Absorption) hervor; Electron Flare ohne entdeckbare Protonen.

Mit Flares verbundene Phänomene auf der Sonne sind:

- (1) Aktivierung von Filamenten
  - (a) Aktivierung vor dem eigentlichen Flare, etliche 10 Minuten vor dem Flare-Beginn, Flare entwickelt sich entlang des Filament-Ortes
  - (b) Filamente in der Nähe von Flares werden während der Flash- oder auch maximalen Phase aktiviert, u.U. auch zerstört
  - (c) entferntere Filamente zeigen Bewegungen ("winking") durch vom Flare generierte Wellen (Moreton Wave)
- (2) Materieauswürfe während der Flash- oder maximalen Phase
  - (a) Surges
  - (b) Sprays
  - (c) rasche Auswürfe mit mehr als 1000 km/sec von eigentlichem Flare-Material
- (3) Post-Flare Loops um das Maximum herum
- (4) Änderungen der Intensität koronaler Strukturen, Aufsteigen oder Zerstörung von Koronabögen
- (5) Moreton Wave, Flare Blast, Flare Wave  
im Zusammenhang mit großen Flares, beobachtet als helle und/oder dunkle Front, die sich in der Chromosphäre mit bis zu 1000 km/sec vom Flare-Ort wegbewegt, vorbeiziehende koronale Druckwelle.

## 6. Filamente (Protuberanzen)

Auf  $H\alpha$ -Aufnahmen erscheinen die Filamente als dunkle, schmale Bänder mit beachtlicher Länge auf der Sonnenscheibe. Am Sonnenrand sehen wir sie als helle Protuberanzen in der inneren Korona (Abb.14). Der Formenreichtum der Protuberanzen ist sehr groß, sodaß es viele Klassifikationsversuche gibt, die auf Gestalt, Bewegungen und Entwicklung einer Protuberanz basieren. Grundsätzlich können zwei Gruppen unterschieden werden: stationäre (ruhende) und aktive Protuberanzen.



Abb.14: Wanderung eines Filamentes über die Sonnenscheibe

Die stationären Protuberanzen (Filamente) kommen innerhalb der Aktiven Regionen vor, wo sie die "neutrale" Linie zwischen den beiden magnetischen Polaritäten markieren. Weiters liegen sie zwischen zwei benachbarten Aktiven Regionen und an der polseitigen Grenze einer sich auflösenden Aktiven Region. Außerdem gibt es noch die polaren Protuberanzen in hohen solaren Breiten. Typische Dimensionen sind: Länge= $3 \cdot 10^5$  km, Breite= $10^4$  km, Höhe= $5 \cdot 10^4$  km. Die effektive Temperatur liegt bei  $10000^\circ\text{K}$ , die Magnetfeldstärke um 10 Gauß. Die Lebensdauer kann mehrere Monate betragen. Zeitrafferfilme zeigen, daß die Protuberanzenmaterie sich langsam zur Chromosphäre hinunterbewegt, durch irgendeinen Prozeß (Kondensation und Abkühlung aus der umliegenden heißen Korona?) jedoch wieder ersetzt wird. Manchmal wird eine ruhende Protuberanz aktiviert (eruptive oder aufsteigende Protuberanz), steigt auf und verschwindet vollständig (disparition brusque). Nach einigen Tagen steht an dieser Stelle in alter Form eine neue Protuberanz.

## 22. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

Den aktiven Protuberanzen gemeinsam sind rasche Bewegungen mit Geschwindigkeiten zwischen 50 und 1000 km/sec und eine kurze Lebensdauer von 10 Minuten bis zu einigen Stunden. Die Magnetfeldstärken liegen hier um 100 Gauß. Die Mehrheit der aktiven Protuberanzen kommt im Zusammenhang mit Flares vor. Surges erscheinen am Sonnenrand als lange, gerade oder leicht gekrümmte Säulen, die mit etwa 100 km/sec Höhen bis zu  $10^5$  km erreichen. Sie behalten dabei die Verbindung zur Chromosphäre und fallen schließlich in sich zusammen. Auf der Scheibe erscheinen sie meist dunkel (in Absorption). Sprays haben eine unregelmäßige und klumpige Struktur. Sie werden mit Geschwindigkeiten von über 500 km/sec einige  $10^5$  km hochgeschleudert, wobei die Spray-Materie nicht mehr zur Sonnenoberfläche zurückkehrt. Abb.15 zeigt die zeitliche Entwicklung eines Sprays und eines Surges. Flare-Loops entwickeln sich aus einem Flare. An der Spitze des Loop-Systems zeigen sich dichte helle Knoten (kondensierte Koronamaterie), wobei Materie zu beiden Seiten des Loops mit etwa 50-100 km/sec in die Chromosphäre abfließt. Ein solches Loop-System erreicht Höhen von  $10^5$  km und lebt länger als 10 Stunden (Abb.16)

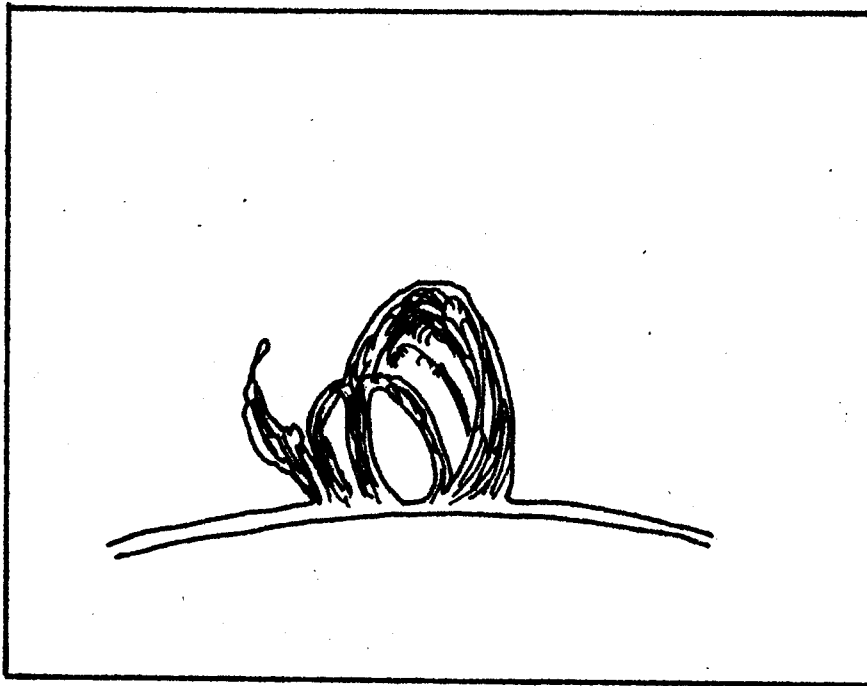


Abb.16: Loops

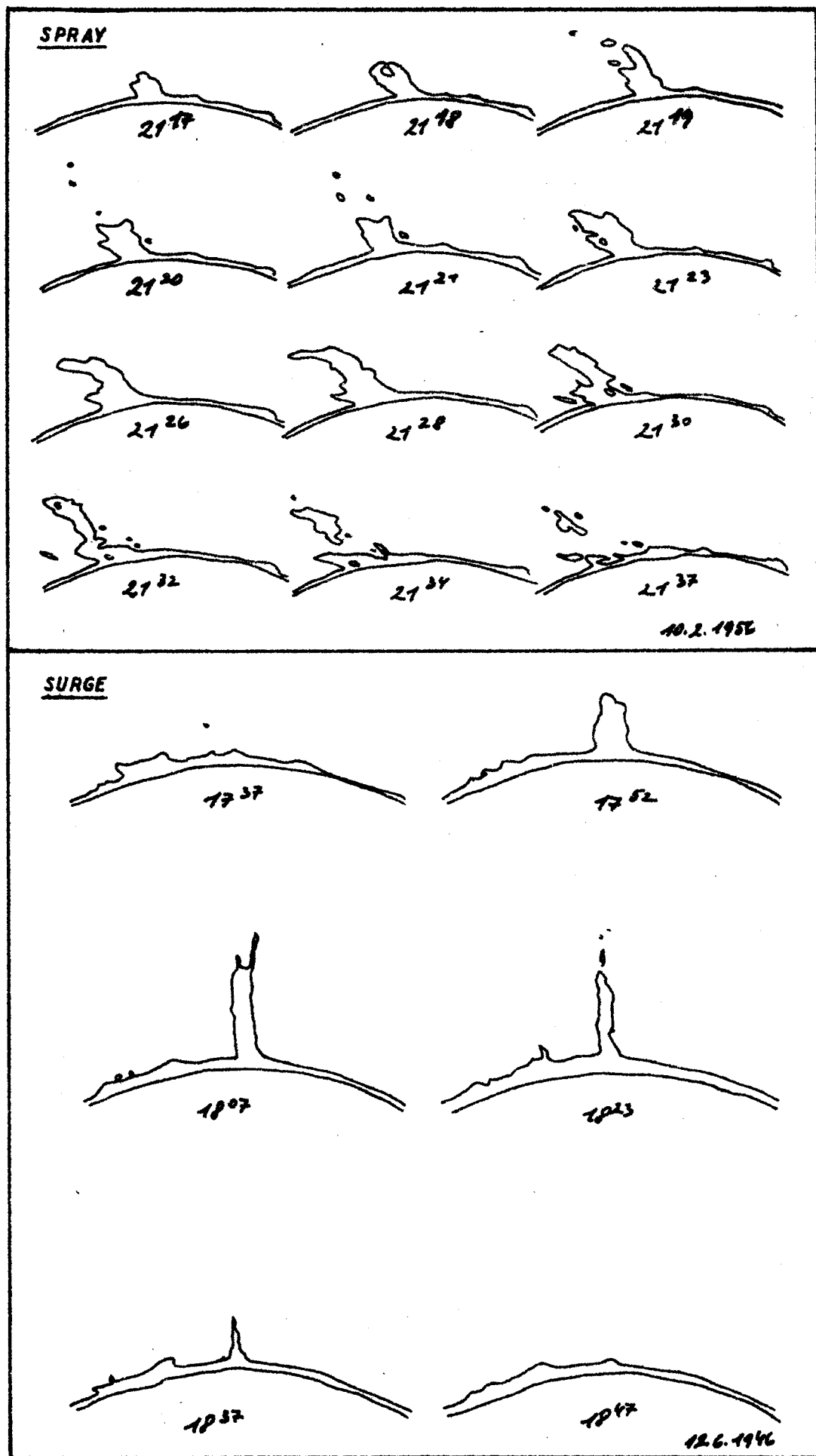


Abb.15: Entwicklung eines Sprays und eines Surges

24. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

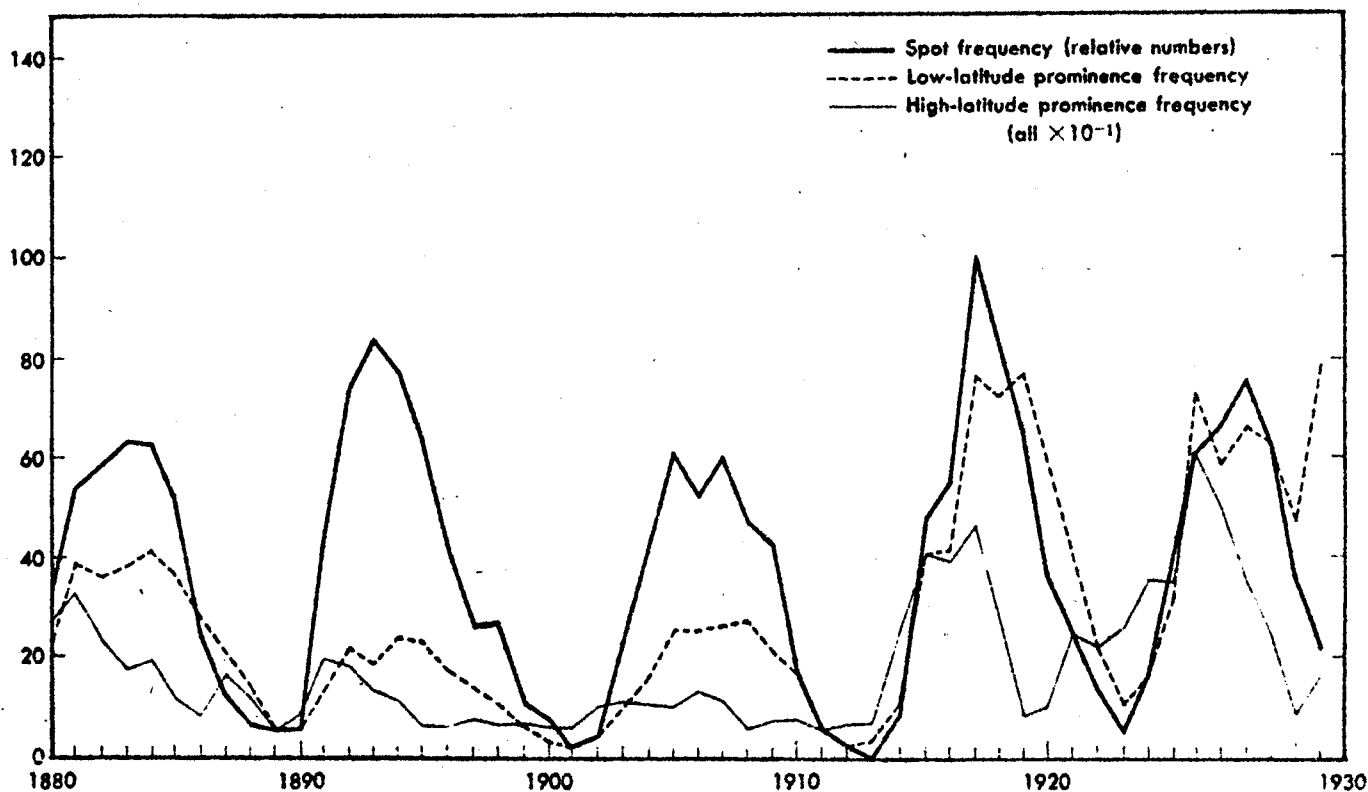
Ruhende Filamente (Protuberanzen), die sich außerhalb Aktiver Regionen befinden, haben eine große Ausdehnung in Breite. Durch die differentielle Rotation werden sie im Laufe ihres Lebens immer mehr parallel zum Äquator ausgerichtet.

Die Hauptzonen der Protuberanzen liegen etwa  $10^{\circ}$  polwärts der Fleckenzonen. Im Laufe des Fleckenzklus wandern sie parallel zur Fleckenzone äquatorwärts. Ein Jahr vor dem Fleckenminimum erlischt die Hauptzone.

Zwischen  $\pm 40^{\circ}$  Breite und den entsprechenden Polen gibt es die Polarzonen der Protuberanzen. Die dort beobachteten Filamente liegen fast parallel zum Äquator. Die Polarzone erscheint etwa zwei Jahre vor dem Fleckenminimum in  $50^{\circ}$  Breite und verschwindet kurz nach dem Fleckenmaximum in Polnähe.

Die Protuberanzen der Hauptzone zeigen die 11jährige Periode, ihr Maximum fällt mit dem des Fleckenmaximums zusammen. Dagegen ist der Zusammenhang der polaren Zone mit dem Fleckenzklus nur lose. Das Maximum tritt hier etwa zwei Jahre vor dem Fleckenmaximum ein.

Abb.17: Das Verhalten der Protuberanzen im 11jährigen Zyklus



## 7. Koronale Kondensationen

In der Sonnenkorona über Aktivitätsgebieten sind Temperatur und Elektronendichte höher als in der ruhigen Korona. Die Intensität der aktiven weißen Korona (Kontinuum) entspricht einem Anstieg der Elektronendichte um den Faktor 3-5 (davon kommt der Name "Kondensation"). Die koronale Kondensation besteht aus Bögen und Strahlen. In alten Aktiven Regionen findet man im Zentrum der Kondensation eine Protuberanz, über deren Spitze sich die Bögen ausbreiten. Dabei werden Höhen bis zu  $4 \cdot 10^5$  km erreicht. Der Sonnenwind streckt die Bögen schließlich zu langen Koronastrahlen, die mehr als zehn Sonnenradien hinausreichen.

Die Koronakondensationen sind auch die Quellen verstärkter Emissionen im sichtbaren Spektralbereich, im EUV-, Röntgen- und Radiobereich.

Im sichtbaren Spektralbereich sind die rote Koronalinie (FeX,  $\lambda 6374 \text{ \AA}$ ), die grüne Linie (FeXIV,  $\lambda 5303 \text{ \AA}$ ) und die gelbe Linie (CaXV,  $\lambda 5694 \text{ \AA}$ ), in denen die ruhige Korona nur unter besonders günstigen Bedingungen beobachtet werden kann. In der aktiven Korona ist die grüne Linie bis zu 100mal heller. Die hier beobachteten Koronabögen und -strahlen spiegeln das koronale Magnetfeld wider. Dieses scheint extrem stabil zu sein, da Bewegungen in Koronastrukturen recht selten sind. Änderungen in Koronastrukturen bestehen vor allem in Intensitätsänderungen.

Die koronalen EUV-Linien (MgX  $\lambda 625 \text{ \AA}$ , FeXV  $\lambda 284 \text{ \AA}$ , FeXVI  $\lambda 335 \text{ \AA}$ ) sind in der aktiven Korona beträchtlich verstärkt. Sie sind auch vor der Sonnenscheibe zu sehen und zeigen EUV-Plages, die sich mit den chromosphärischen Plages decken.

Die weiche Röntgenstrahlung ist unterhalb von  $25 \text{ \AA}$  in der aktiven Korona um den Faktor 10-100 verstärkt. Das Intensitätsmaximum liegt dabei im Bereich  $1-8 \text{ \AA}$ . Die Emissionsgebiete im Röntgenbereich, die ebenfalls vor der Sonnenscheibe zu sehen sind,

## 26. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

fallen mit den Fackelgebieten in der Chromosphäre zusammen. Allerdings gibt es auch bogenförmige Strukturen, die sich zwischen zwei Aktivitätsgebieten erstrecken, wofür es in  $H\alpha$  kein entsprechendes Phänomen gibt. Diese Bögen belegen möglicherweise, daß verschiedene Aktivitätsgebiete über die Korona magnetisch verbunden sind.

### 8. Solare Radioemission

Der ständig vorhandenen Radiostrahlung der ruhigen Sonne ist eine vielfältige Störstrahlung überlagert. Entsprechend der Art dieser Störstrahlung lassen sich drei Komponenten unterscheiden: eine langsam variable Komponente (S-Komponente), Rauschstürme (noise bursts) und Strahlungsausbrüche (outbursts).

Im Bereich  $\lambda = 1.5$  cm bis 1 m wird die langsam variable Komponente registriert, am stärksten etwa zwischen 10 und 20 cm. Der beobachtete Strahlungsfluß ist sehr eng mit der Sonnenfleckenhäufigkeit korreliert (Abb.18). Daher nennt man diese Komponente auch Fleckenkomponente oder S (Spot)-Komponente. Üblicherweise wird die S-Komponente bei  $\lambda = 10.7$  cm (2800 MHz) gemessen. Diese Radioemission ist ähnlich wie die Fackelgebiete länger vorhanden als die zugeordneten Flecken und stammt aus den über Aktivitätsgebieten liegenden koronalen Kondensationen, von wo auch die verstärkten Emissionen im EUV- und Röntgenbereich stammen. Radioheliogramme zeigen die Radiofackeln, deren Positionen mit denen der Plages übereinstimmen.

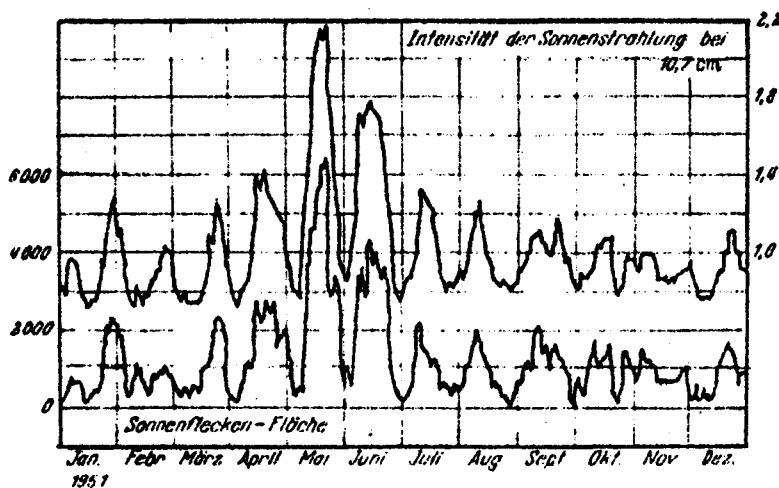


Abb.18: Radiostrahlung bei 10.7 cm und Sonnenflecken-Flächen

## 27. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

Rauschstürme treten bei Wellenlängen über 1 m auf. In einem schmalen Frequenzbereich werden über einige Stunden oder auch Tage viele einzelne Strahlungsstöße (bursts) beobachtet. Die einzelnen bursts dauern dabei nur wenige Sekunden, wobei oft das 100fache der normalen Strahlung erreicht wird. Die einzelnen bursts erscheinen dabei einer sich langsam verändernden Emission aufgesetzt. Zu den Fleckenzahlen besteht nur eine lose Korrelation.

Die Strahlungsausbrüche, auch Radiobursts, sind das stärkste Phänomen der gestörten Radiostrahlung der Sonne. Sie treten meist im Zusammenhang mit Flares auf. Bei einem großen Ausbruch steigt der Strahlungsfluß im ganzen Radiofenster plötzlich steil an, jedoch bei verschiedenen Wellenlängen mit unterschiedlicher Stärke und teilweise mit zeitlichen Verzögerungen. Da die Korona für die Radiostrahlung wie ein Filter wirkt, kommt es zu einer Verschiebung zu niedrigeren Frequenzen. Aus der Driftzeit läßt sich auf die Aufstiegsgeschwindigkeit der Strahlungsquelle schließen. Abb.19 stellt den Zusammenhang zwischen der Frequenz des Strahlungsausbruches und der Zeit seines Auftretens graphisch dar. Die einzelnen Typen werden so beschrieben:

Mikrowellenbursts: im cm- und dm-Bereich; Intensitätsspitzen auf flachen An- und Abstiegen; verschiedene Formen; meist mit optischem und/oder Röntgen-Flare verbunden

Typ I (storm burst): im m-Wellenlängenbereich; Hauptelement der Rauschstürme; manche davon von Flares initiiert; allgemein wohl eher mit dem Aktivitätsgebiet an sich assoziiert

Typ II (slow-drift burst): im m-Wellenbereich; mit etwa 25% der größeren Flares verbunden; Auftreten ca.10 Minuten nach der Flash-Phase; Dauer etwa 10 Minuten; dabei Drift zu niedrigeren Frequenzen mit 0.25 MHz/sec; diesem Drift entspricht eine Geschwindigkeit von bis zu 1000 km/sec der aufsteigenden Strahlungsquelle; Anstieg des Strahlungsflusses auf das  $10^2$ - bis  $10^5$ fache; in 50% der Fälle zweite Emission bei doppeltem  $\lambda$ ; Quelle: Stoßwelle, die zur Zeit der Flash-Phase ausgelöst wurde

Typ III (fast-drift burst): m-Bereich; Dauer nur Sekunden; praktisch gleichzeitig mit  $H\alpha$ -Emission; Drift von 20 MHz/sec;



## 28. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

entspricht einer Aufstiegs geschwindigkeit von 0.1 bis 0.5 der Lichtgeschwindigkeit; Quelle: durch rasche Elektronen produzierte Plasmawellen

Typ IV: mit Flares assoziiert; Dauer bis zu einer Stunde; größere bursts umfassen nacheinander das Radiospektrum vom cm-Bereich ( $IV\mu$ ) über den dm-Bereich ( $IVdm$ ) bis zum m-Bereich ( $IVmA$ ,  $IVmB$ );  $IVmA$ -Quelle bewegt sich mit einigen 100 km/sec bis zu 1000 km/sec auswärts; mit eruptiven Protuberanzen assoziiert;  $IVmB$  dauert bis zu mehreren Stunden und kann in einen Typ I - Rauschsturm übergehen

Typ V: Dauer 1-3 Minuten; folgt manchmal einem Typ III - burst nach.

## 9. Solar-Terrestrische Beziehungen

Unter den Solar-Terrestrischen Beziehungen versteht man die Auswirkungen der Sonne auf unsere Erde, die ihren Ursprung in der Aktivität der Sonne haben.

Zunächst fallen einmal Wirkungen der Sonne auf die Erde auf, die sich statistisch erfassen lassen. Sie zeigen die 11jährige Aktivitätsperiode und die durch die Sonnenrotation hervorgerufene Scheinperiode von 27 Tagen. Es sind dies die erdmagnetische Unruhe, die Nordlichter und der Ionisationsgrad der Ionosphäre.

Magnetische Observatorien überwachen das erdmagnetische Feld. Die dabei gewonnenen Magnetogramme zeigen, daß die Intensität des Erdmagnetfeldes verschiedene Fluktuationen aufweist. Um diese zu beschreiben, wurden geomagnetische Indizes eingeführt. Der meistverbreitete Index ist der planetare Index  $K_p$ , der aus dem dreistündigen Index  $K$  einer bestimmten Anzahl von Observatorien abgeleitet wird.  $K$  hat Werte zwischen 0 (fast keine Störung) und 9 (sehr starke Störungen). Durch Hinzufügen der drei Symbole "-", 0, "+" entsteht eine 28stufige halblogarithmische Skala von  $0_0$  bis  $9_0$ . Die Darstellung des dreistündigen  $K_p$  erfolgt unter Verwendung bestimmter, notenschriftähnlicher Symbole im Bartels' musical diagram (Abb.20). Die 27 Tage-Reihen werden nach Bartels-Rotationen gezählt, denen eine Sonnenrotation von genau 27 Tagen

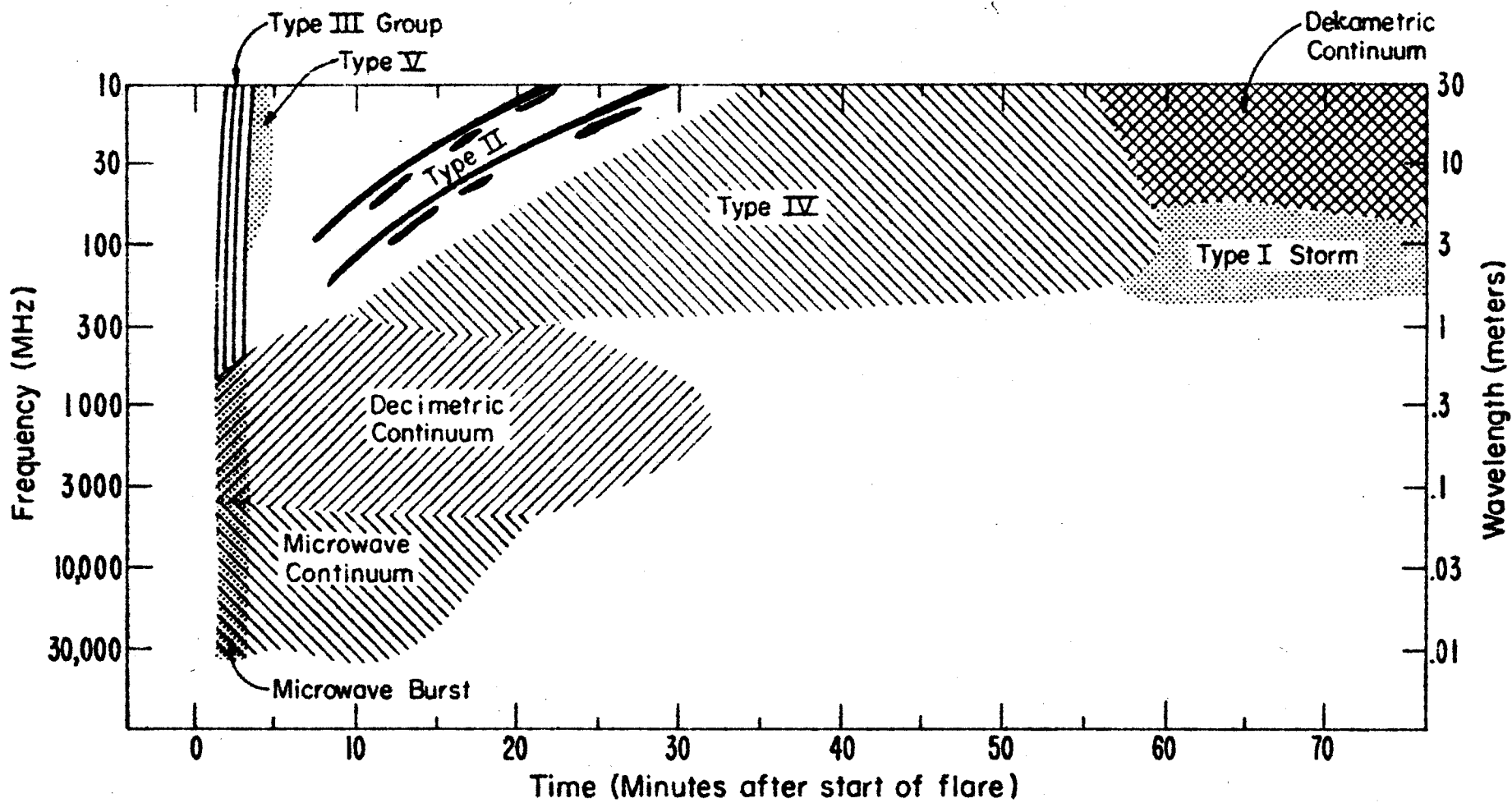


Abb.19: Schematische Entwicklung der Radiobursts

## GEOMAGNETIC ACTIVITY INDICES

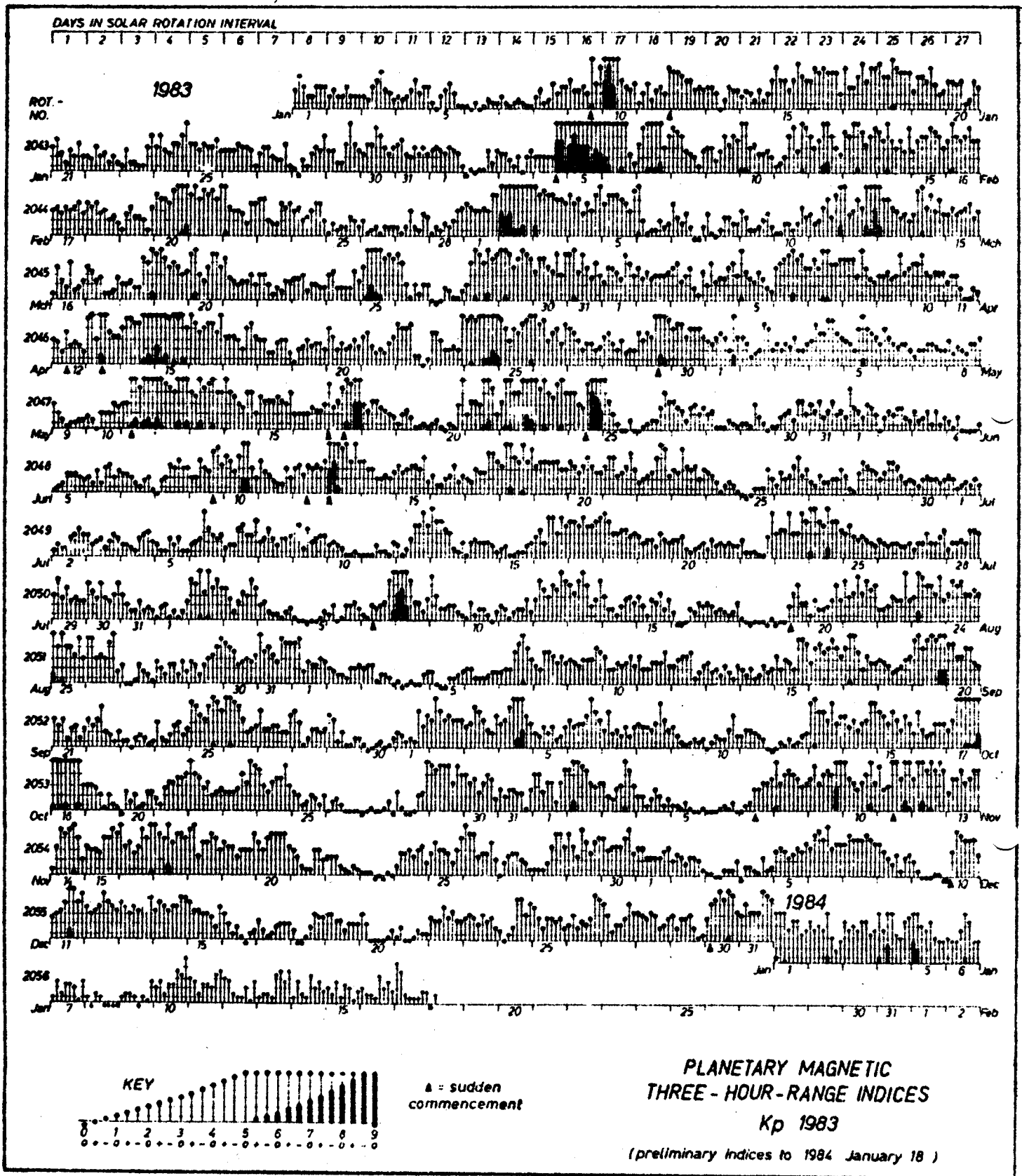


Abb.20: Geomagnetischer  $K_p$ -Index 1983 Jan - 1984 Jan

### 31. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

zugrundeliegt. Rotation Nr. 1 hat am 8.Feb.1832 begonnen, am 7.Jan.1984 Rotation Nr. 2056.

(In der Sonnenphysik ist die Zählung nach Carrington-Rotationen üblich. Rotation Nr. 1 hat am 9.Nov.1853 begonnen, Rotation Nr. 1744 am 1984 Jan. 8.73. Die synodische Rotation der Sonne beträgt  $27^d.2753$ .)

Der tägliche Wert  $\sum K_p$  ist die Summe über acht dreistündige  $K_p$ -Indizes eines Tages. Ein linearer Index ist  $A_p$ , der Werte zwischen 0 und 400 annimmt und aus dem  $K_p$ -Index abgeleitet wird.  $A_p$  ist der zugeordnete tägliche Index.

Der Ionisationsgrad der F-Schicht der Ionosphäre bestimmt die Grenzfrequenz im Rundfunkverkehr. Die Grenzfrequenz ist bei senkrechter Abstrahlung jene größte Radiofrequenz, die gerade noch reflektiert wird. Höhere Frequenzen (kürzere Wellenlängen) als diese Grenzfrequenz werden nicht mehr reflektiert. Messungen der Grenzfrequenz haben ergeben, daß sich diese parallel mit dem Fleckenzyklus ändert. In Zeiten großer Fleckentätigkeit kann mit höheren Frequenzen gearbeitet werden als um das Fleckenminimum herum. In der Praxis treffen die Rundfunkwellen nicht senkrecht sondern in einem mehr oder minder flachen Winkel auf die Reflexionsschicht. Je flacher eine Welle auftrifft, desto höher ist die Frequenz, die gerade noch reflektiert wird. Solche Frequenzen können dann auch oberhalb der kritischen Frequenz (Grenzfrequenz) liegen. Die höchste Frequenz, die zu einer bestimmten Zeit über eine bestimmte Distanz von einem fixen Ort aus für den Funkverkehr benutzt werden kann, ist die MUF (maximal usable frequency). Sie kann berechnet werden, wenn kritische Frequenz, Höhe der reflektierenden Schicht und Länge der zu überbrückenden Entfernung bekannt sind. Frequenzen in der Nähe der MUF sind im Zielgebiet mit größtmöglicher Feldstärke zu empfangen. Funkwellen unterhalb der LUF (lowest usable frequency) werden hingegen auf ihrem Weg durch die D- und E-Schicht so stark geschwächt, daß am Empfangsort kein befriedigendes Signal mehr ankommt. Abb.21 gibt eine bildhafte Darstellung des Aufbaues der Erdatmosphäre.

32. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

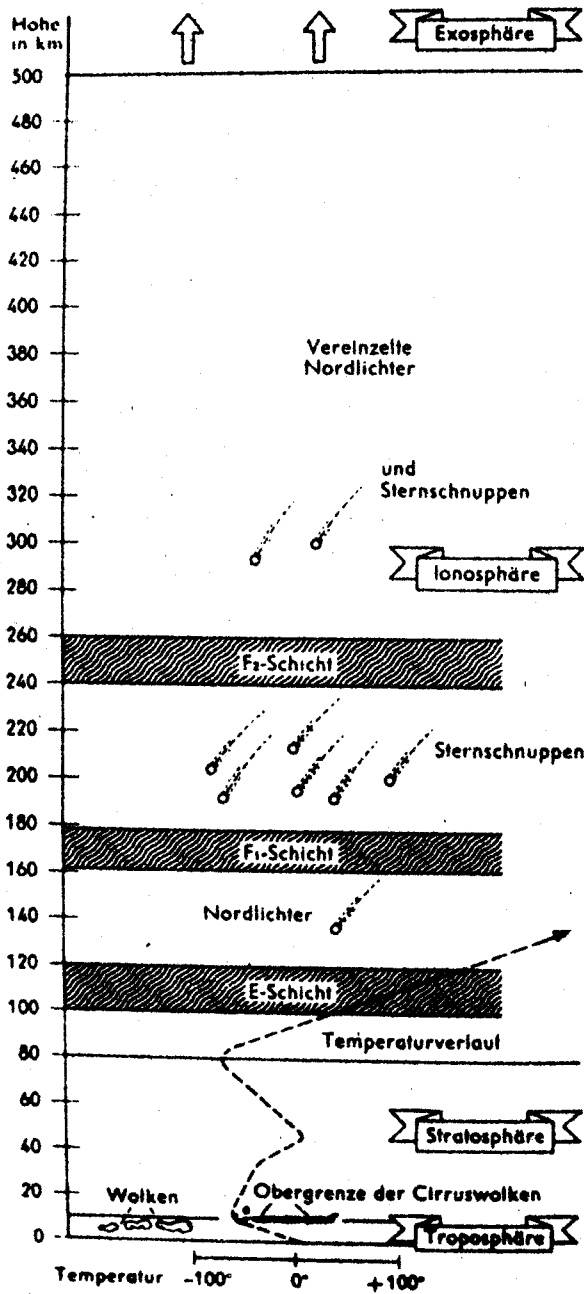


Abb.21: Aufbau der Erdatmosphäre

### 33. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

Auffälliger sind die Solar-Terrestrischen Beziehungen als Folgeerscheinungen der Flares. Gleichzeitige Wirkungen (im Vergleich zum Flare-Beginn) gehen von der Emission elektromagnetischer Strahlung aus (hier besonders der EUV-, Röntgen- und Gammastrahlung), zeitlich verzögert dabei zu beobachtende Wirkungen von der emittierten solaren kosmischen Strahlung (Laufzeit etwa eine Stunde) und der Partikelstrahlung (Laufzeiten 20 bis 40 Stunden). Nicht alle Flares haben alle diese Auswirkungen.

Die plötzlichen Störungen der Ionosphäre (sudden ionospheric disturbances, SID) haben ihre Ursache in der durch die Flare-Erscheinung verstärkte Röntgenstrahlung unterhalb von  $10 \text{ \AA}$ . Diese erhöht in der Ionosphäre die Ionisation der D-Schicht. Die Rundfunkwellen, die auf ihrem Weg zum Empfänger die D-Schicht mindestens zweimal passieren müssen, werden in der nunmehr "dicker" gewordenen D-Schicht bis zum Totalausfall abgeschwächt. Das ist der Mögel-Dellinger-Effekt oder auch SWF (short-wave fade out), wobei ein plötzlich einsetzendes SSWF (sudden short-wave fade out) und ein allmählich einsetzendes GSWF (gradual short-wave fade out) unterschieden wird. Radiowellen niedriger und sehr niedriger Frequenz werden durch die erhöhte Ionisation der D-Schicht ebenfalls beeinflusst, es kommt zu einer Verstärkung der Langwellenausbreitung und zu plötzlichen Phasenanomalien (SPA, sudden phase anomalies). Radiowellen bei 27 kHz, die durch entfernte Gewitter in der Atmosphäre erzeugt werden, werden ebenfalls verstärkt (SEA, sudden enhancements of atmospherics).

Der Sfe (Solar flare effect) wird ebenfalls durch Störungen der Ionosphäre hervorgerufen und zeigt sich in Magnetogrammen als häkchenförmige (magnetic crochet) Verstärkung der normalen Variation des Erdmagnetfeldes (Dauer 10 Minuten bis zwei Stunden).

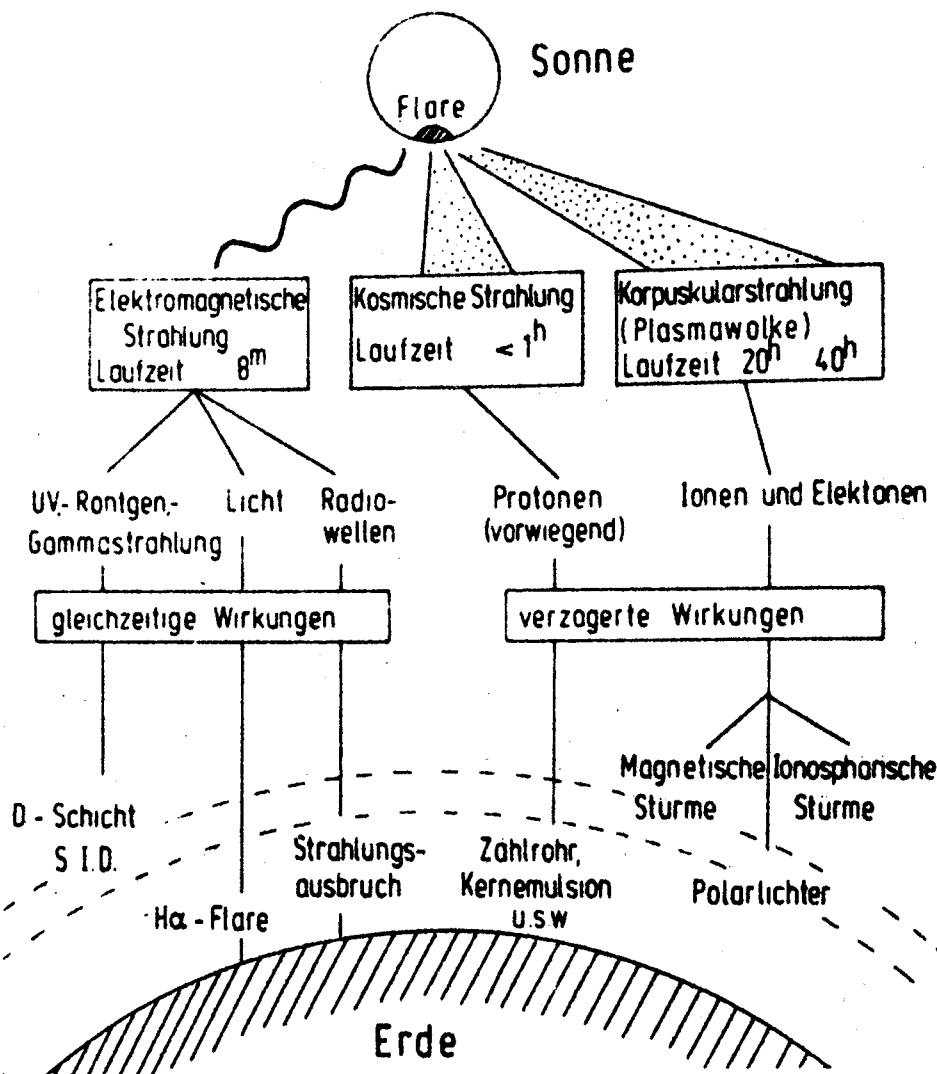
Die erhöhte solare kosmische Strahlung, die selten als Folge großer Flares auftritt (Protonenflares), verursacht in 50-90 km Höhe in der Ionosphäre über den Polargebieten der Erde eine Verstärkung der Ionisation. Die zeitliche Verzögerung beträgt eine bis einige Stunden. Der Effekt wird PCA (polar cap absorption) genannt. Er erreicht sein Maximum 1-2 Tage nach seinem Beginn und kann um die 10 Tage andauern. Der PCA-Effekt besteht in einem Totalausfall der Kurzwellenausbreitung über die Pole hinweg und in einer Absorption des gerade in Polargebieten beobacht-

34. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

baren kosmischen Radiorauschens.

Partikelstrahlung von der Sonne, in Form einer Plasmawolke, wirkt sich in der Ionosphäre in Form von ionosphärischen Stürmen aus. Diese haben zur Folge, daß die F-Schicht in ihrem Reflexionsvermögen stark beeinträchtigt wird. Dies kann einige Tage andauern. Magnetische Stürme beginnen mit einem SSC (storm sudden commencement), auch SC, und äußert sich im plötzlichen Anstieg der Horizontalkomponente H der erdmagnetischen Feldintensität. Der Effekt tritt fast gleichzeitig auf der ganzen Erde auf. Bald darauf beginnt der eigentliche Sturm, die H-Komponente zeigt einen starken Abfall. Der Sturm kann einige Stunden, aber auch Tage dauern. Die Polarlichter (Aurorae) und die Polarlichtstürme schließlich treten meist eng verknüpft mit den magnetischen Stürmen und Ionosphärenstörungen auf. Ihre Maxima liegen in 23°-Zonen um die geomagnetischen Pole, sie treten aber auch in niedrigeren Breiten auf.

Abb.22: Folgewirkungen von Flares



## 10. Sonnenüberwachung

Das Sonnenobservatorium Kanzelhöhe überwacht Photosphäre und Chromosphäre der Sonne. Wenn das Wetter es zulässt, werden täglich die Sonnenflecken gezeichnet, wobei das projizierte Sonnenbild einen Durchmesser von 250 mm hat. Das Auszählen der Flecken liefert dann nach Anwendung des Reduktionsfaktors  $k$  die reduzierte, beobachtete Relativzahl  $R$ . Diese Zahlen, zusammen mit der Anzahl der Fleckengruppen und der Anzahl aller einzelnen Flecken, werden am letzten Tag eines jeden Monats per Telex an das Sunspot Index Data Center (SIDC) in Brüssel übermittelt. Von dort bekommen wir dann am 10. des Folgemonats etwa die provisorischen Relativzahlen für den Vormonat. Diese Zahlen sind das Resultat der Beobachtungen von im Durchschnitt 30 Stationen. Zur Erstellung der definitiven Relativzahlen  $R_I$ , die später publiziert werden und nur geringfügig von den provisorischen Werten abweichen, werden die Beobachtungen von über die ganze Welt verteilten Stationen herangezogen. Eine nicht unbedingt vollständige Liste sei hier gegeben:

**Cooperating Observatories for Sunspot Relative-Numbers :** Abastumani , Ankara , Athens(Nat.Obs.) , Athens(Eug.Plan.) , Attikis(Nat.Obs.Greece) , Beyazit , Bruxelles-Uccle , Bucarest , Buckten(Switzerland) , Campinas (Capric.Obs.Brazil) , Campinas , Catania , Chung-li(Telecom.Taiwan) , Cochabamba(Bolivia) , Crimmitchau(East-Germ.) , Dinant(Belgium) , Dover(U.K.) , Huancayo , Helwan , Inzernhagen(West-Germ.) , Jeddah , Kandilli , Kanzelhöhe , Kawagushi-Saitama , Kiev , Kislovodsk , Leval-Trahegnies(Belgium) , Locarno , Madrid , Manila , Mie-ken(O.A.A.Japan) , Nogales(Orion-Mexico) , Oostende(Belgium) , Potsdam , Rambouillet(France) , Roma , Ronse-Renaix(Belgium) , Roquetas-Tortosa , Rudolstadt(East-Germ.) , San Miguel , Santiago , Sao Francisco de Oliveira(Brazil) , Skalnaté-Pleso , Sonneberg(East-Germ.) , Suwa-City , Taipei(Observatory) , Taipei(Weather-Bureau) , Tokyo-Mitaka , Tokyo(Nat.Science Museum) , Urawa-Saitama , Valparaiso , Vivy(Belgium) .

In der Chromosphäre wird in  $H\alpha$  die Flare-Tätigkeit überwacht. Ein Filmmagazin mit 30 m Kodalith-Pan-Film ist am Überwachungsinstrument montiert, das automatisch der Sonne nachgeführt wird. Alle vier Minuten wird eine Aufnahme gemacht, bei bedeckter Sonne ist der Auslösemechanismus gesperrt. Zwischendurch, etwa jede Stunde, zumindest aber einmal am Tag, wird durch manuelle Verstellung der Belichtungszeit eine überbelichtete Aufnahme gemacht, die dann die Randphänomene (Protuberanzen) erkennen lässt. Bei jeder Aufnahme werden Datum und Uhrzeit mitaufbelichtet.



### 36. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

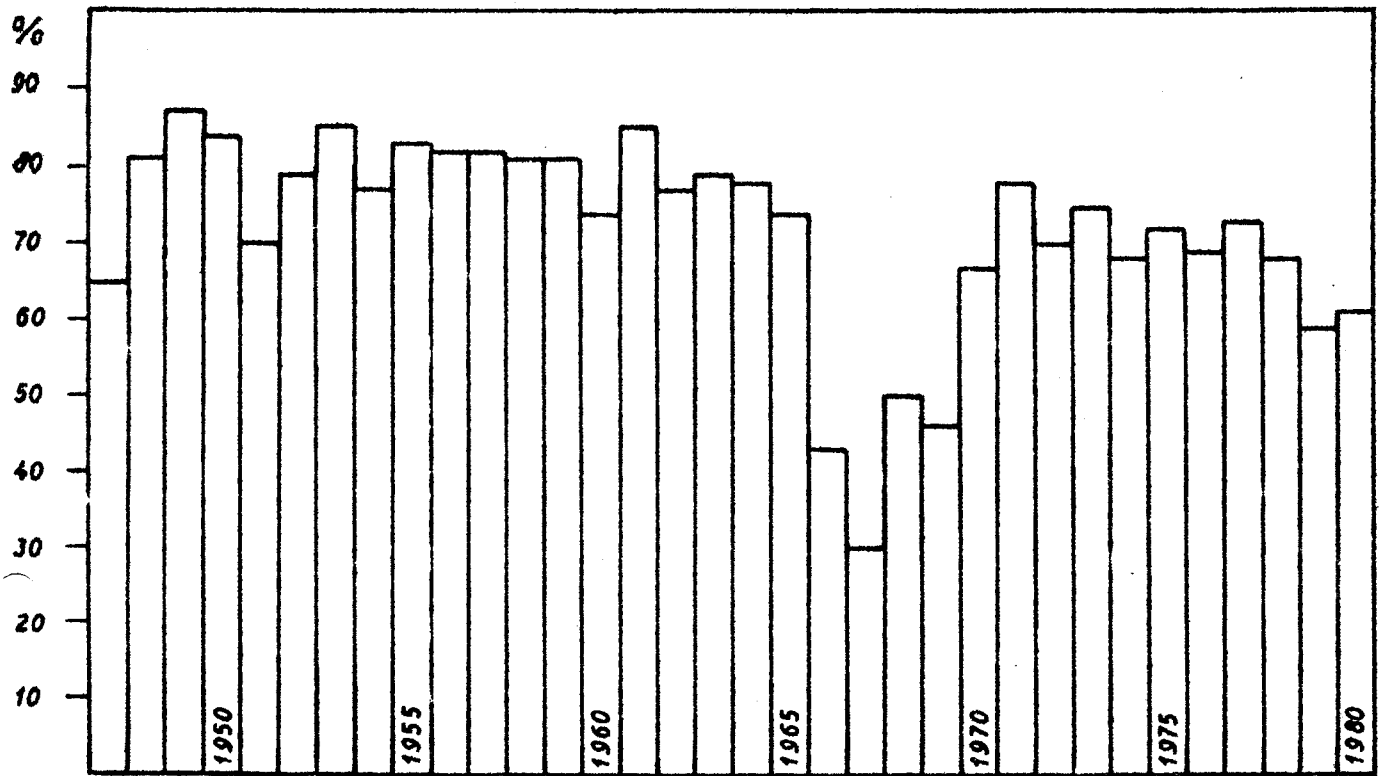
Die etwa 840 Bilder eines solchen Films werden dann auf Flares durchmustert. Beginn, Maximum und Ende, Importance und heliographische Position der Flare-Erscheinung werden spätestens im dritten Monat nach dem Beobachtungsmonat an die drei Weltzentren für Solar-Terrestrische Physik geschickt: Boulder, USA; Meudon, Frankreich; Moskau, USSR. Diese Daten werden dann in Solar-Geophysical Data, Comprehensive Reports publiziert. Observatorien, die mit ihren Beobachtungen zu den Flare-Daten ihren Beitrag leisten, sind:

Abastumani (USSR), Athen (Griechenland), Bukarest (Rumänien), Catania (Italien), Culgoora (Australien), Budapest (Ungarn), Haute Provence (Frankreich), Holloman (USA), Istanbul (Türkei), Kandilli (Türkei), Kanzelhöhe (Österreich), Kharkov (USSR), Kiew (USSR), Learmonth (Australien), Lvov (USSR), Manila (Philippinen), Mitaka (Japan), Monte Mario (Italien), Palehua (Hawaii), Peking (China), Purple Mt. (China), Ramey (Puerto Rico), Taschkent (USSR), Voroshilov (USSR), Wendelstein (BRD), Yunnan (China).

Es gibt noch zahlreiche Stationen, die Sonnenkorona, Radioemission der Sonne, das Magnetfeld der Sonne und die Solar-Terrestrischen Auswirkungen von Flares beobachten. Eine Aufzählung all dieser Institute und Observatorien würde hier zu weit führen. Erwähnt sei nur noch, daß die 2800 MHz - Radio-beobachtungen vom Algonquin Radio Observatory in Ottawa (Kanada) stammen.

Abb.23 zeigt die Anzahl der Photosphärentage (Tage mit Fleckenzeichnung) in Prozenten des Jahres von 1947 bis 1980 und die jährliche Sonnenscheindauer in % der möglichen für die Kanzelhöhe.

Abb.24 zeigt die monatliche Sonnenscheindauer in % der möglichen (1959-1980) und die Photosphärentage pro Monat (1958-1980) für das Sonnenobservatorium Kanzelhöhe.



Photosphärenbeobachtung in % des Jahres

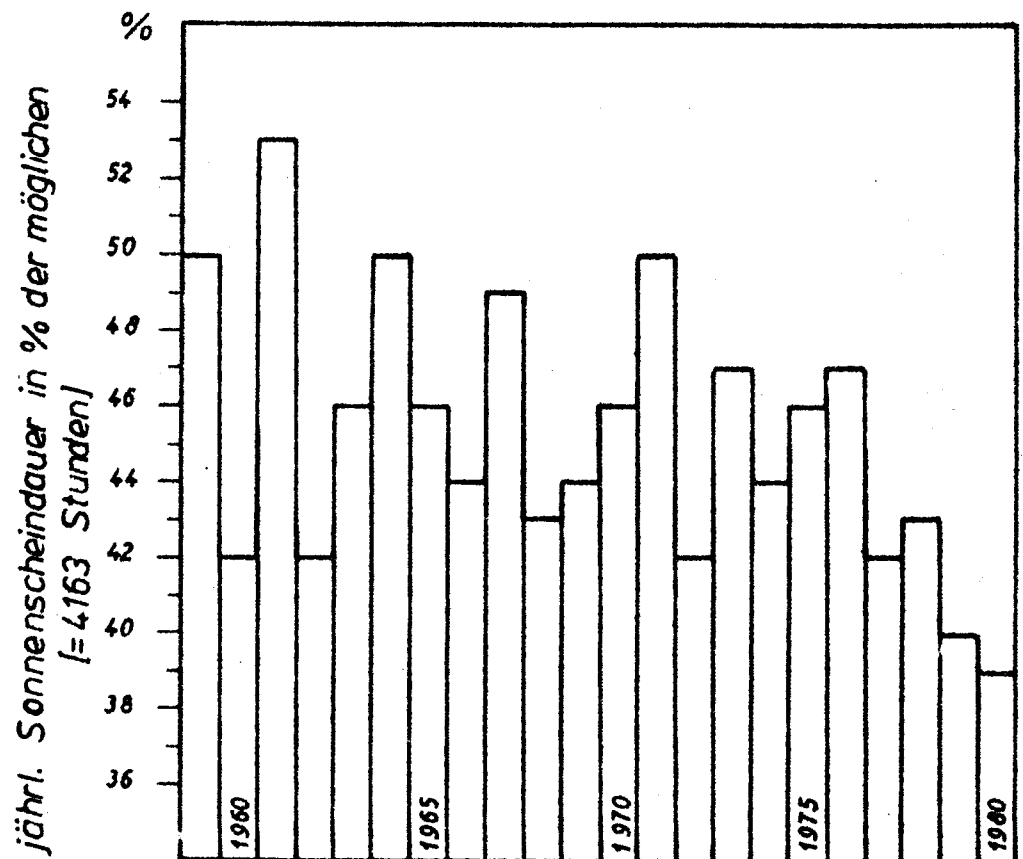
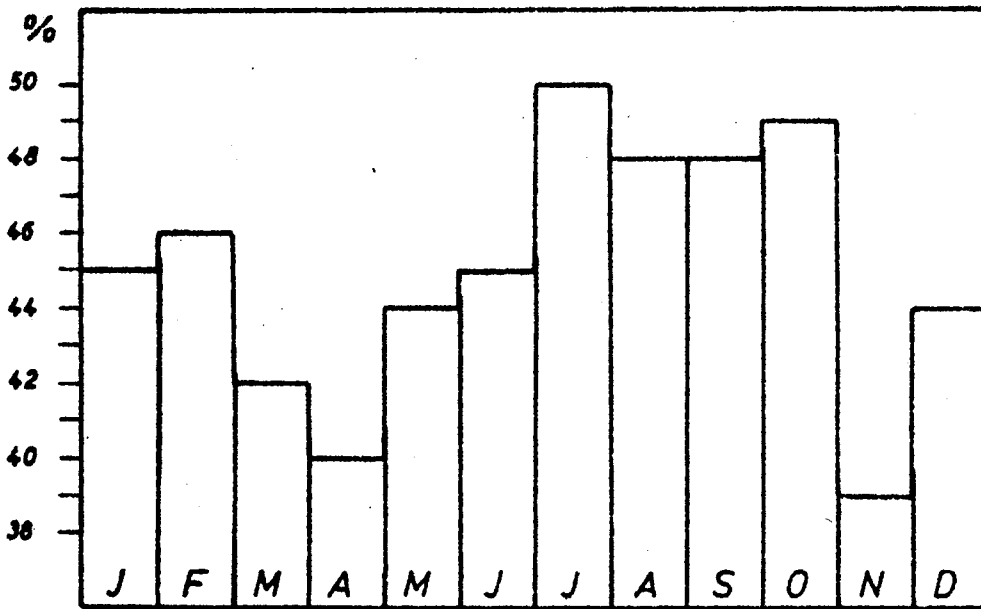


Abb.23: Beobachtungsverhältnisse  
Sonnenobservatorium Kanzelhöhe

38. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität  
 monatl. Sonnenscheindauer in % der möglichen  
 (Mittelwerte 1959 - 1980)



Photosphärentage pro Monat  
 (Mittelwerte 1958 - 1980)

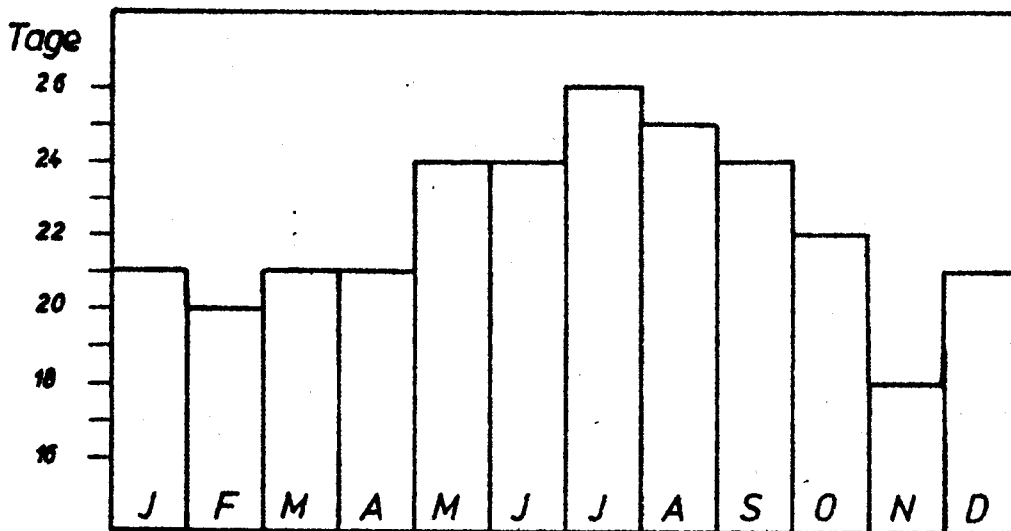


Abb.24: Beobachtungsverhältnisse  
 Sonnenobservatorium Kanzelhöhe

## 39. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

### 11. Sonnenaktivität - Datensammlungen

#### (1) Solar-Geophysical Data

NOAA/ESSA, Boulder, Colorado, USA

seit 1945 durch verschiedene Institutionen und mit wechselndem Inhalt; 1955 Titel "Solar-Geophysical Data"

ab Juli 1969 zwei Teile:

Prompt Reports (1-2 Monate alte Daten + late data)

Comprehensive Reports (6-7 Monate alte Daten + late data)

durch das Maximum von 1979 große Verzögerung bei den Comprehensive Reports

Inhalt:

Aktive Regionen (optische Beobachtungen, Röntgen- und cm-Heliogramme, Magnetogramme, Flares), Radiobursts, ionosphärische und geomagnetische Störungen etc.

#### (2) Solnechnye Dannye (Solar Data)

Academy of Science, Leningrad, USSR

seit 1956 mit 6monatiger Verzögerung

Inhalt:

tägliche Karten der Sonne mit Magnetfeldstärken der Sonnenflecken, Plages und Filamente; Tabelle der Sonnenfleckengruppen, Flares, Materieauswürfe, Radiointensitäten und Radiobursts

#### (3) Monthly Bulletin on Solar Phenomena

Photographic Journal of the Sun

Osservatorio di Roma

seit 1958 (1958-1964: Circolare Fenomeni Solari)

Fleckendaten (Position, Fläche, Magnetfeldstärken)

Photographic Journal ( $H\alpha$ -Bilder und CaII-K-Bilder) mit

10.12.1978 eingestellt

#### (4) Quarterly Bulletin on Solar Activity (QBSA)

IAU-Eidgenössische Sternwarte Zürich 1917-1978

IAU-Tokio Astron. Obs. ab 1979

1917-1938: Bulletin for Character Figures of Solar Phenomena

18 Monate Verzögerung, jetzt länger

Relativzahlen, Fleckenflächen, synoptische Magnetfeldkarten,

Flare-Liste, Korona-Intensitäten, Radiobursts, Radio-Aktivitätskarte

seit 1979 kommen fünf Teile lose und durcheinander herein:

Sonnenflecken - Magnetfelder - Flares - Korona - Radioemissionen

#### (5) Heliographic Maps of the Photosphere

Eidgenössische Sternwarte Zürich

40. Fortsetzung Gastvortrag: Erscheinungsformen der Sonnenaktivität...

(Heliographic Maps Forts.)

1897 - 1979

synoptische Karten der Aktiven Regionen (Fleckengruppen und photosphärische Fackeln), Flecken-Entwicklungstabellen

(6) Photoheliographic Results

Royal Greenwich Observatory

1874 - 1976

längste und vollständigste Serie von Fleckendaten

Positionen und Flächen von Sonnenfleckengruppen und ihrer Hauptflecken

soll in Zukunft Debrecen (Ungarn) übernehmen, noch nichts erschienen

(7) Cartes synoptiques de la chromosphère solaire

et catalogue des filaments et centres d'activité

Observatoire de Paris-Meudon

seit 1919

synoptische Karten der Filamente und Fackelgebiete

(8) Preliminary Report and Forecast of Solar-Geophysical Data

Boulder, USA

erscheint wöchentlich

vorläufige Berichte über die Sonnenaktivität (Sonnenfleckengruppen, Flares ... )

(9) Ursigramme

Fernmeldetechnisches Zentralamt Darmstadt, BRD

verschiedene Daten der Sonnenaktivität

zum großen Teil in verschlüsselter Form

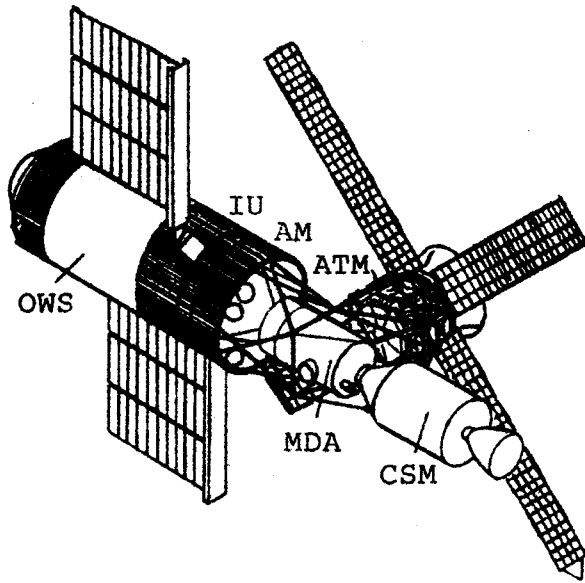
erscheint täglich

Dr. Alfred Schroll, Sonnenobservatorium Kanzelhöhe, 9520 Sattendorf
--



Referat: Die Skylab-Mission

1. Aufbau und Ausmaße



Länge 35,79 m / Masse 82 237 kg /  
Umlaufzeit 93<sup>min</sup> / Umlaufhöhe  
435 km / Start 1973 05 14 / Ab-  
sturz 1979 07 11.

OWS: Orbital Workshop mit Aufent-  
haltsraum, experimentellen  
Einrichtungen, Vorräten.

IU: Instrument Unit mit Steuerung  
der Trägerrakete und Aus-  
klappvorrichtung Fernrohr.

AM: Airlock Module. Luftschleuse  
für Ausstieg in den Weltraum  
mit Klimaregelungs- und Daten-  
übertragungssystem.

MDA: Multiple Docking Adapter. Zwei Anlagestellen für Andockmanöver,  
Kontrollpult der Teleskopmontierung.

ATM: Apollo Telescope Mount. Die Teleskopmontierung besteht aus einem  
oktogonalen Rahmen, der 4 Solarzellenflächen und 8 Geräte zur  
Sonnenbeobachtung in einem zylindrischen Kanister trägt:  
2 Röntgenstrahlungsmesser mit Flare-Detektor / UV-Spektrograph  
(Sonnenspektrum) / UV-Spektroheliometer (Messungen in monochro-  
matischem Licht) / Extrem-UV-Spektroheliograph (Aufnahmen der  
ganzen Sonnenscheibe, überlappende Bilder) / Koronograph für  
den visuellen Bereich / 2 H-Alpha-Teleskope.- Zusammen erfassen  
diese Geräte den Bereich von 0,2 bis 700 nm.

CSM: Command Service Module. Das Apollo-Raumfahrzeug beförderte je-  
weils 3 Astronauten zur Station.

Insgesamt beobachteten 3 dreiköpfige Mannschaften auf Skylab Erde  
und Sonne. Die Station stürzte 1979 vorzeitig über Australien ab.

2. Ergebnisse

2a. Beobachtungen der "ruhigen" Sonne:

Es wurden Ausdehnung und Zusammensetzung der gesamten Sonnenatmo-  
sphäre erforscht; die wechselnden Höhen der Sonnenflecke, der Granu-  
lation und der magnetischen Wirbel in der Korona konnten erstmals er-  
faßt werden.

Außerdem konnte erstmalig die Zone, in der die kühlere Chromosphäre  
auf die heiße Korona trifft (transition zone) gesehen und photo-

## 1. Fortsetzung Referat: Die Skylab-Mission

graphiert werden; sie ändert sich ständig.

Bei UV- und Röntgenbeobachtungen fand man die koronalen Löcher, aus denen ständig der Sonnenwind in den Weltraum strömt. Die ständigen Skylab-Beobachtungen der Koronalöcher und der Erdatmosphäre zeigten klar, daß die Koronalöcher Ursache vieler Störungen sind.

UV-Beobachtungen zeigten eine neue Struktur in der Chromosphäre, die nur in den Polarregionen der Sonne zu finden ist: Die Makrospiculen, die eine Lebensdauer von rund 45<sup>min</sup> und Temperaturen bis 50 000 K haben. Sie steigen bis zu 40 000 km über die Sonnenoberfläche.

Die stationären Protuberanzen zeigten im UV eine weitaus größere Ausdehnung als im visuellen Bereich. Im Inneren sind sie kühler, außen von heißen Schichten umgeben.

Im UV-Sonnenspektrum wurden 65 Emissionslinien, die in der Transition Zone ihren Ursprung haben, identifiziert. Die beiden Röntgenstrahlungsmesser lieferten etwa 60 000 Bilder, die zeigen, daß die Korona ausschließlich aus magnetischen Wirbeln besteht. Die Änderungen der Korona-Form wurden lokalen Magnetfeldern zugeschrieben.

### 2b. Beobachtungen der "aktiven" Sonne:

Von Skylab aus konnten Eruptionen (aktive Protuberanzen, Flares) im UV- und Röntgenlicht beobachtet werden. Die Einwirkung der Protuberanzen auf die Korona sowie die Beobachtung der aktiven Gebiete, deren Entstehung aus Wirbeln und ihre magnetische Struktur, lieferte viele neue Erkenntnisse.

Weitere Erforschung der Flares, ihrer Entstehung aus kleinen, hochenergetischen Wirbeln, ihre hohen Temperaturen.

Nur im UV- und Röntgenlicht sichtbare "Bright Points" erwiesen sich als Grund für die Unterbrechung des Magnetflusses: Kleine, punktförmige Röntgenquellen, die sich genau so wie die Sonnenflecken verändern, aber während der Fleckenminima häufiger als während der Fleckenmaxima sind. Sie scheinen so das magnetische Gleichgewicht der Sonne aufrecht zu erhalten.

Viele Flares wurden im Detail beobachtet. Die UV-Spektren der Flares zeigten, daß dort Temperaturen bis zu  $20 \cdot 10^6$  K herrschten.

Schließlich wurde klar, daß viele Koronastörungen durch Flares und Protuberanzen ausgelöst werden. Bei Eruptionen werden große Stücke der äußeren Korona abgestoßen (bis zu 1200 km/s), welche die Erdatmosphäre stark beeinflussen.

Literatur: L. Belew, E. Stuhlinger: Skylab, a Guidebook. NASA EP-107.

J. Eddy, A New Sun, Solar Results from Skylab. NASA SP-402.

Angelika Ivinger, Mariahilfer Gürtel 10/13, A-1060 Wien



Referat: Positionsbestimmung auf der Sonne

1. Beobachtung

Die Beobachtung und Vermessung von Strukturen auf der Sonne geschieht nicht direkt, sondern in Projektion. Die Photographie bringt trotz ungleich größeren Aufwandes kaum bessere Resultate.

Ziel der Beobachtung sind die Koordinaten, z.B. eines Sonnenflecks, mit Bezug auf die Mitte der Sonnenscheibe.

Es stehen zwei Methoden zu Wahl: Projektion mit oder ohne Nachführung.

1.1. Direkte Markierung

Man projiziert die Sonne so in einen Kreis, daß sie ihn völlig ausfüllt. Bei ausgeschalteter Nachführung markiert man die beiden Schnittpunkte des Kreises mit dem Sonnenbild. Die Verbindungsgerade der beiden Punkte gibt die NS-Orientierung des Sonnenbildes. Bei eingeschalteter Nachführung wird das Sonnenbild zentriert, die Flecken werden mit Bleistift markiert. Die Koordinaten können leicht mit einem Geodreieck gemessen werden.

1.2. Durchgangsmethode

Als Projektionsunterlage dienen vier Linien, die sich unter  $45^\circ$  schneiden. Die Linien bezeichnen die Himmelsrichtungen N, NO ... NW. Die OW-Linie wird zur Bewegungsrichtung des Sonnenbildes ausgerichtet. Nun wird der W-Punkt des Sonnenbildes auf die OW-Achse gesetzt. Gestoppt wird die Zeitpanne  $t_w$  zwischen dem Durchgang des W-Randes der Sonne und dem des Flecks durch die NS-Achse. Dann bringt man den S-Punkt des Sonnenrandes auf die OW-Achse. Gestoppt wird die Zeitspanne  $t_s$  zwischen dem Durchgang des Flecks durch die NO-SW-Achse und die NS-Achse. In gleicher Art können auch  $t_o$  und  $t_n$  gemessen werden.

Konstanten: SD Winkelhalbmesser,  $\delta$  Deklination der Sonne

Hilfsgrößen:  $R = (SD/15) \cdot \cos \delta$ , Sonnenradius im Zeitmaß

Koordinaten:  $x = t_w - R = R - t_o$

$y = t_s - R = R - t_n$

2. Berechnung

Aus den Polarkoordinaten  $r, \varphi$  (in die gegebenenfalls rechtwinkelige Koordinaten zu verwandeln sind) eines Flecks auf der Sonnenscheibe wird seine Lage im heliographischen Koordinatensystem L,B ermittelt.

Nötige Konstanten:  $L_o, B_o$  Heliographische Länge, Breite der Scheibenmitte

$P_o$  Positionswinkel des Sonnennordpols

R Radius des Sonnenbildes

1. Fortsetzung Referat: Positionsbestimmung auf der Sonne

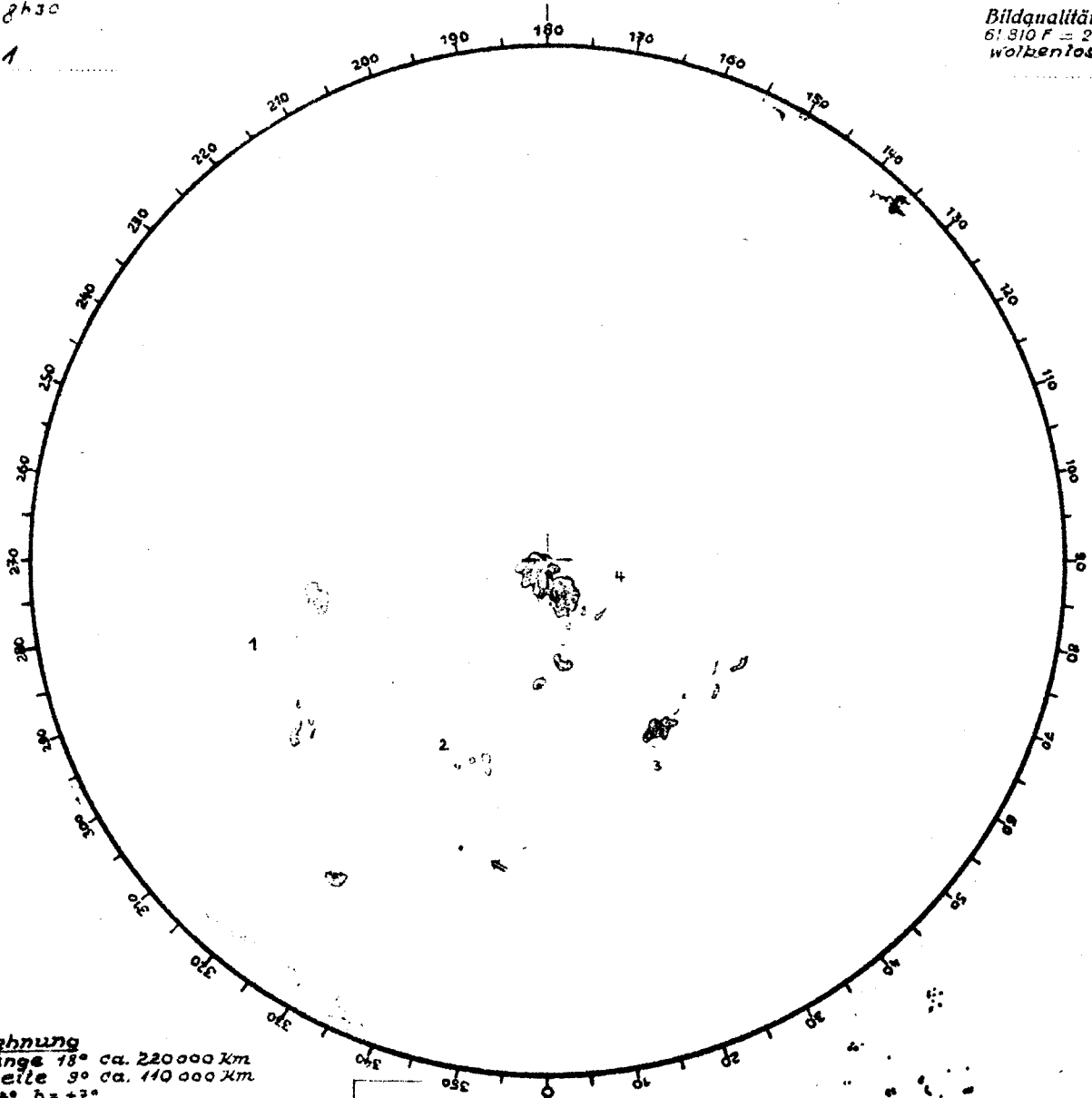
1949 Okt. 7.

MEZ 2h30

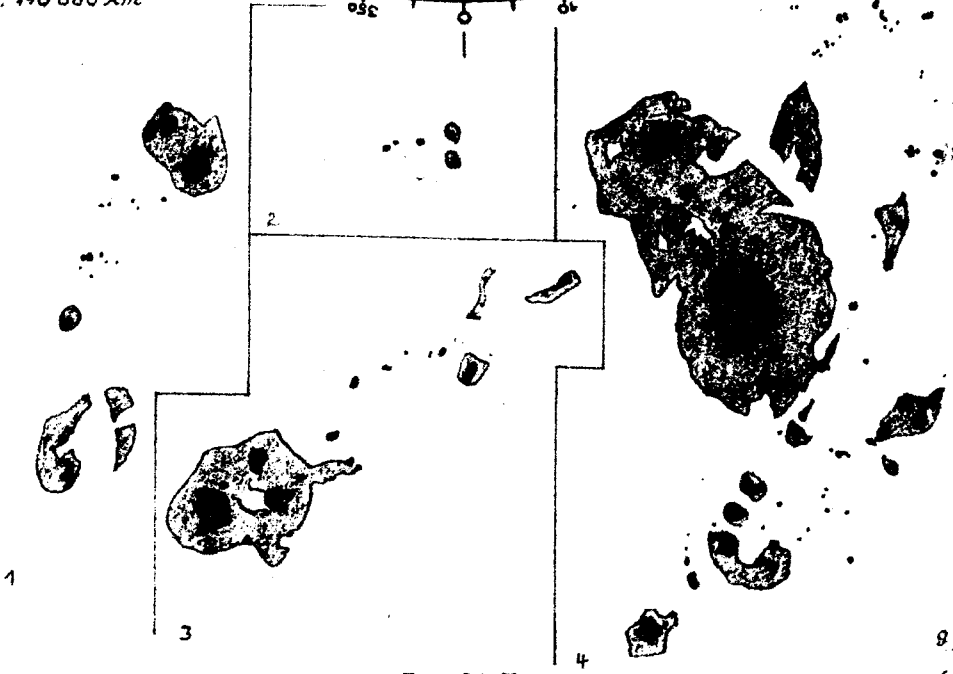
Bild 1

Blatt Nr. 1537

Bildqualität: 5  
61 810 F = 20 u 12,5  
wolkenlos



Ausdehnung  
in Länge 18° ca. 220 000 Km  
in Breite 9° ca. 110 000 Km  
Z = 25° b = +7°



$P_0 = +26.3$

$B_0 = +6.4$

$R = 245$

$g = 6$

$f = 185$

BEOBACHTER: EUGEN STECK, FELDKIRCH, VLBG.

## 2. Fortsetzung Referat: Positionsbestimmung auf der Sonne

Hilfsgrößen:  $\rho = P_0 - (\varphi + 90)$        $\alpha = \arcsin (r/R)$

$\beta = \arctan (\tan \alpha \cdot \cos \rho)$

$l = \arctan (\tan \rho \cdot \sin \beta / \cos (B_0 + \beta))$

Koordinaten:  $B = \arctan (\tan (B_0 + \beta) \cdot \cos l)$

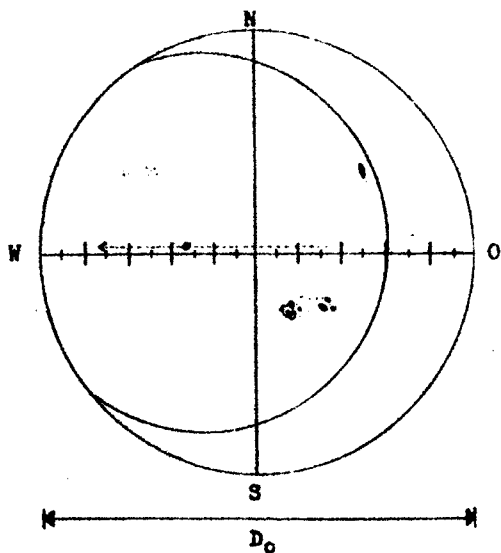
$L = L_0 + l$

Beispiel: Beobachtung 1949 10 07, 8<sup>h</sup>30 MEZ, Fleck ( $r = 4,4\text{cm}$ ,  
 $\varphi = 253^\circ$ ),  $R = 7,5$ ,  $P_0 = 26,3^\circ$ ,  $B_0 = 6,4^\circ$ ,  $L_0 = 253,3^\circ$ ;  
 $\rho = 43,3^\circ$ ,  $\alpha = 35,9^\circ$ ,  $\beta = 27,8^\circ$ ,  $l = 28,0^\circ$ ;  
 $B = 31,0^\circ$ ,  $L = 281,3^\circ$ . Beobachter: E. Steck, Feldkirch.

## 3. Verzerrung

Bedingt durch die gekrümmte Bildebene, sind die Projektionsbilder verzerrt. Diese Verzerrung muß berücksichtigt werden.

Die Projektionsunterlage besteht aus einem Kreis mit zwei zentrierten Geraden, geteilt in cm. Es wird so projiziert, daß der Bildfeldrand (nicht Sonnenrand!) mit diesem Kreis zusammenfällt. Nun läßt man bei ausgeschalteter Nachführung einen Fleck über die geteilte, OW-orientierte Mittellinie wandern. Gestoppt wird die Zeitspanne  $t_r$ , die ein Fleck vom Durchgang durch die NS-Mittellinie bis zu einer bestimmten Skalenstelle  $r$  braucht. Man erhält so zu jedem Radius  $r$  eine Zeitdauer  $t_r$ . Die Zeitintervalle müssen noch mit der Sonnendeklination  $\delta$  korrigiert werden:  $t_r \text{ corr} = t_r \cdot \cos \delta$ . Die Abweichung des Graphen der Funktion  $t_r = f(r)$  bzw.  $r = g(t_r)$  entspricht der Verzerrung der Abbildung, die nur für das verwendete Objektiv/Okular und den Bilddurchmesser gilt, für den sie bestimmt wurde.



Meßschablone für Verzerrungen

Unter der Annahme, daß die Verzerrung radialsymmetrisch ist, kann ein gemessener Radius  $r$  korrigiert werden:

$$r_{\text{corr}} = t \cdot R / T, \quad \text{wobei}$$

$SD$  Winkelhalbmesser der Sonne,  $R$  Radius des Sonnenbildes,  $T = SD/15$ ,  
 $R' = g(T)$ ,  $r' = r \cdot R'/R$ ,  $t = f(r')$  ist.  
 Mit dem auf Verzerrung korrigierten Radius und dem unveränderten Winkel kann unter 2. weitergerechnet werden.  
 Nebenstehende Zeichnung entnommen aus:  
 Handbuch für Sonnenbeobachter, Berlin, W. Foerster-Sternwarte, 1982.



**Referat: Das Sonnenspektrum**

**1. Was ist das Sonnenspektrum**

Die Gesamtheit aller von der Sonne (wie von allen kosmischen Objekten) ausgehenden *elektromagnetischen Strahlung* heißt Sonnenspektrum. Die Art der Strahlung hängt von ihrer Wellenlänge  $\lambda$  (genauer von ihrer Frequenz  $\nu$ ) ab und es gilt

$$\nu \lambda = c$$

wobei  $c$  die Lichtgeschwindigkeit ( $2.997925 \times 10^{10} \text{ cm sec}^{-1}$ ) ist.

**Das Sonnenspektrum in Überblick:**

$\lambda$			$\nu$ [Hz]	Art der Strahlung
<	0.01	nm	$> 3 \times 10^{19}$	$\gamma$ - Strahlung
0.01	–	0.1 nm	$3 \times 10^{18} - 3 \times 10^{19}$	harte Röntgenstrahlung
0.1	–	10 nm	$3 \times 10^{16} - 3 \times 10^{18}$	weiche Röntgenstrahlung
10	–	170 nm	$2 \times 10^{15} - 3 \times 10^{16}$	fernere Ultraviolett
170	–	380 nm	$8 \times 10^{14} - 2 \times 10^{16}$	nahes Ultraviolett
380	–	750 nm	$4 \times 10^{14} - 8 \times 10^{14}$	sichtbares Licht
750	–	1000 nm	$3 \times 10^{14} - 4 \times 10^{14}$	nahes Infrarot
1	–	1000 $\mu\text{m}$	$3 \times 10^{11} - 3 \times 10^{14}$	fernere Infrarot
>	1	mm	$< 3 \times 10^{11}$	Radiobereich

Die Erdatmosphäre ist nicht für alle Wellenlängen durchsichtig, es gibt sog. *Fenster*. Die wichtigsten sind das *optische Fenster* von 300nm - 2000nm Wellenlänge (es enthält das sichtbare Licht) und das *Radiofenster* von 3mm - 1.6m Wellenlänge.

Der sichtbare Anteil des Sonnenspektrums enthält Licht *verschiedener Farben*:

$\lambda$ [nm]	Farbe	$\lambda$ [nm]	Farbe
380 - 420	Violett	550 - 570	Gelbgrün
420 - 450	Blau-Violett	570 - 590	Gelb
450 - 480	Blau	590 - 600	Orange
480 - 510	Blaugrün	600 - 630	Orangerot
510 - 550	Grün	630 - 750	Rot

**2. Die Entstehung des Sonnenspektrums**

**2.1. Das Atommodell**

Der Kern eines jeden Atoms (er besteht aus positiv geladenen *Protonen* und neutralen *Neutronen*) ist umgeben von einer Hülle aus negativ geladenen *Elektronen*. In dieser Hülle können sich Elektronen nur in

## 1. Fortsetzung Referat: Das Sonnenspektrum

bestimmten *Energieniveaus* aufhalten, die man sich als "Kugelschalen" vorstellen kann, die den Atomkern umgeben. Je weiter ein Elektron vom Kern "entfernt" ist, desto größer ist seine Energie.

### 2.2. Das Linienspektrum

Ein *Linienspektrum* entsteht, wenn Elektronen *innerhalb eines Atoms* von einem Energieniveau in ein anderes übergehen. Da die Elektronen mit dem Atom verbunden bleiben, spricht man auch von *gebunden-gebunden-Übergängen*.

*Emission* tritt auf, wenn ein Elektron von einem *höheren* in ein *niedrigeres* Energieniveau übergeht, es gibt Energie ab.

*Absorption* tritt auf, wenn ein Elektron von einem *niedrigeren* in ein *höheres* Energieniveau übergeht, es nimmt Energie auf.

Der Übergang führt zur Emission bzw. Absorption von elektromagnet. Strahlung *einer bestimmten Wellenlänge* (daher Linienspektrum - nach dem Aussehen im Spektrographen). Für die Frequenz dieser Strahlung gilt

$$h \nu_{nm} = \Delta E_{nm}$$

$h$  ist dabei das Planck'sche Wirkungsquantum ( $6.6 \times 10^{-27} \text{ ergsec}$ ),  $n$  und  $m$  sind die Nummern der beteiligten Energieniveaus.

Die Energie  $E_n$  (in Elektronenvolt), die ein Elektron auf Energieniveau  $n$  hat, lässt sich berechnen:

$$E_n = \frac{-2\pi^2 m_e e^4 Z^2}{h^2 n^2}$$

Der Term

$$\frac{2\pi^2 m_e e^4}{ch^3} =: R_\infty$$

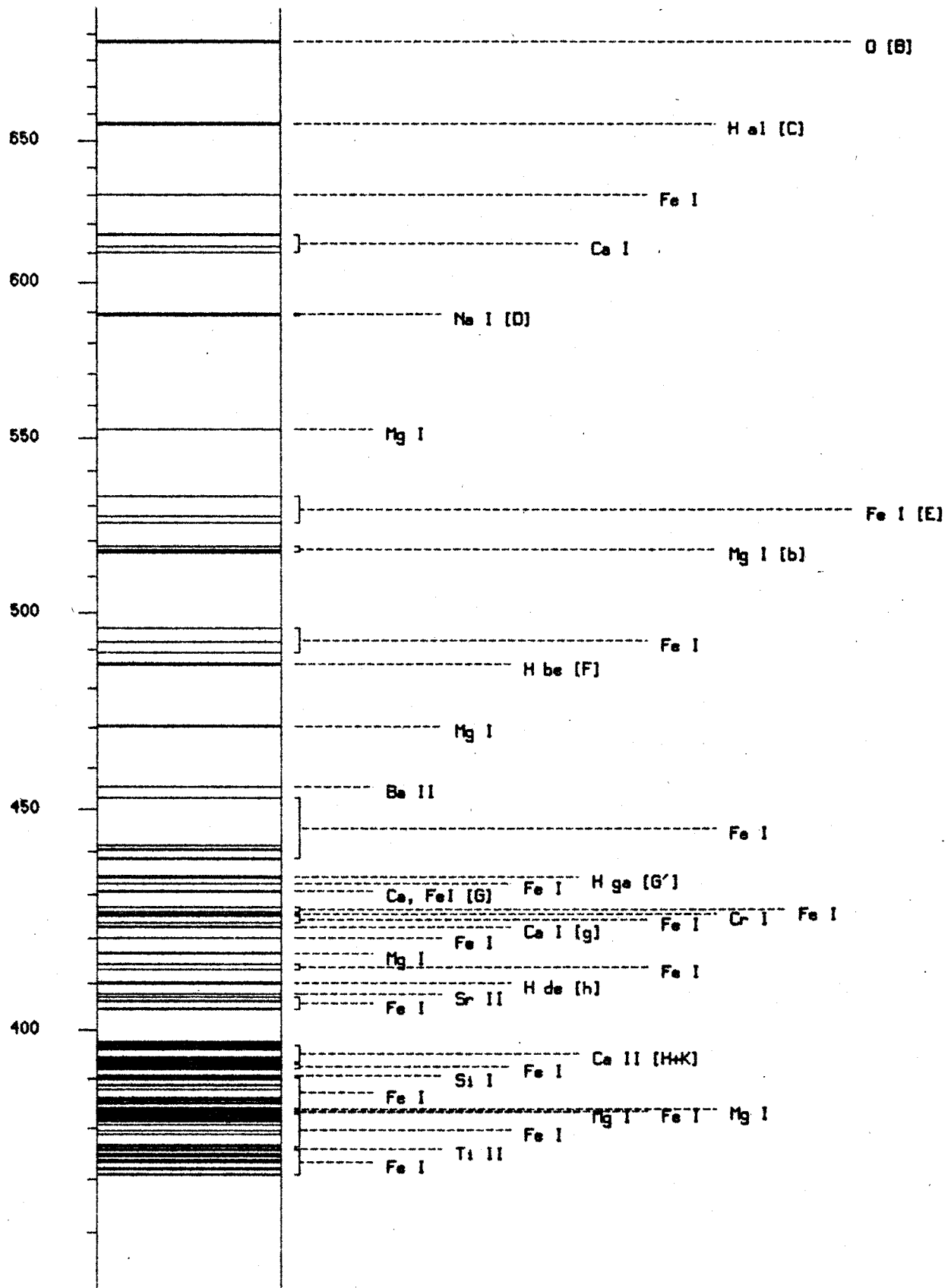
ist konstant ( $\approx 1.097 \times 10^5 \text{ cm}^{-1}$ ) und heißt *Rydbergkonstante*. Man kann dann  $E_n$  ganz leicht berechnen zu

$$E_n = -R_\infty \frac{chZ^2}{n^2}$$

wobei  $Z$  die Kernladungszahl des Atoms ist. Alle anderen Größen haben wir schon kennengelernt.

Man kann nun  $\nu_{nm}$  einfach berechnen zu

$$\nu_{nm} = c R_\infty Z^2 \left| \frac{1}{n^2} - \frac{1}{m^2} \right|$$



nm

Das Sonnenspektrum von 350 - 700 nm

**Die wichtigsten Absorptionslinien im Sonnenspektrum**

im nahen UV, sichtbaren Bereich und nahen IR (Nach Moore, Minnaert und Houtgast, 1966, Fraunhoferlinien nach R.C.Weart(ed), *Handbook of Chemistry and Physics*).

F	$\lambda$ [nm]	W [nm]	El.	F	$\lambda$ [nm]	W [nm]	El.	F	$\lambda$ [nm]	W [nm]	El.
	279.54		Mg II		384.7851	0.0970	Fe I	<i>h</i>	410.1748	0.3133	H $\beta$
	280.23		Mg II		387.9923	0.0448	Fe I		413.2067	0.0404	Fe I
	285.16		Mg		388.5198	0.0275	Ti II		414.3878	0.0468	Fe I
	288.11		Si		370.5577	0.0562	Fe I		416.7277	0.0200	Mg I
<i>U</i>	294.79		Fe I		370.9258	0.0573	Fe I		420.2040	0.0326	Fe I
<i>t</i>	299.44		Fe I		371.9947	0.1884	Fe I	<i>g</i>	422.6740	0.1476	Ca I
<i>T</i>	302.1067		Fe I	<i>M</i>	372.7836		Fe I		423.5959	0.0385	Fe I
<i>e</i>	304.7623		Fe I		373.4874	0.3027	Fe I		425.0130	0.0342	Fe I
	308.7262	0.0683	Fe I		373.7141	0.1071	Fe I		425.0797	0.0400	Fe I
<i>S<sub>2</sub></i>	309.9943		Fe I		374.5574	0.1202	Fe I		425.4348	0.0393	Cr I
<i>S<sub>1</sub></i>	310.0326		Fe I		374.8271	0.0497	Fe I		426.0486	0.0595	Fe I
<i>S<sub>1</sub></i>	310.0638		Fe I		374.9495	0.1907	Fe I		427.1774	0.0756	Fe I
	313.4116	0.0414	Ni I		375.8245	0.1847	Fe I	<i>G</i>	430.7749		Ca
<i>R</i>	317.9343		Ca I		375.9299	0.0334	Ti II	<i>G</i>	430.7914		Fe I
<i>R</i>	318.1277		Ca I		376.3803	0.0829	Fe I		432.5775	0.0793	Fe I
	324.2007	0.0270	Ti II		376.7204	0.0820	Fe I	<i>G'</i>	434.0475	0.2855	H $\gamma$
	324.7569	0.0246	Cu I		378.7891	0.0512	Fe I		438.3557	0.1008	Fe I
	333.8889	0.0416	Mg I		379.5012	0.0547	Fe I		440.4761	0.0898	Fe I
<i>Q</i>	328.6773		Fe I		380.8718	0.0209	Fe I		441.5135	0.0417	Fe I
	341.4779	0.0816	Ni I		381.5851	0.1272	Fe I		452.8627	0.0275	Fe I
	343.3579	0.0492	Ni I	<i>L</i>	382.0436	0.1712	Fe I		455.4036	0.0159	Ba II
	344.0626	0.1234	Fe I		382.5891	0.1519	Fe I		470.3003	0.0326	Mg I
<i>O</i>	344.1019	0.0634	Fe I		382.7832	0.0897	Fe I	<i>F</i>	488.1342	0.3680	H $\beta$
	344.3884	0.0655	Fe I		382.9365	0.0874	Mg I		489.1592	0.0312	Fe I
	344.6271	0.0470	Ni I		383.2310	0.1685	Mg I		492.0514	0.0471	Fe I
	345.8487	0.0858	Ni I		383.4233	0.0824	Fe I		495.7613	0.0896	Fe I
	346.1667	0.0758	Ni I		383.8302	0.1920	Mg I	<i>b<sub>4</sub></i>	516.7327	0.0935	Mg I
	347.5457	0.0822	Fe I		384.0447	0.0567	Fe I	<i>b<sub>4</sub></i>	516.7510		Fe I
	347.6712	0.0465	Fe I		384.1058	0.0517	Fe I	<i>b<sub>2</sub></i>	517.2698	0.1259	Mg I
	349.0594	0.0630	Fe I		384.9977	0.0608	Fe I	<i>b<sub>1</sub></i>	518.3619	0.1584	Mg I
	349.2975	0.0826	Ni I		385.8381	0.0648	Fe I		525.0216	0.0062	Fe I
	349.7843	0.0726	Fe I		385.9922	0.1554	Fe I	<i>E<sub>2</sub></i>	526.9550	0.0478	Fe I
	351.0327	0.0489	Ni I		387.8027	0.0555	Fe I		532.8051	0.0375	Fe I
	351.5066	0.0718	Ni I		388.6294	0.0920	Fe I		552.8418	0.0293	Mg I
	352.1270	0.0381	Fe I		389.9719	0.0436	Fe I	<i>D<sub>2</sub></i>	588.9973	0.0752	Na I
	352.4536	0.1271	Ni I		390.2956	0.0530	Fe I	<i>D<sub>1</sub></i>	589.5940	0.0564	Na I
	355.4937	0.0404	Fe I		390.5532	0.0816	Si I		610.2727	0.0135	Ca I
	355.8532	0.0485	Fe I		392.0269	0.0341	Fe I		612.2226	0.0222	Ca I
	356.5396	0.0990	Fe I		392.2923	0.0414	Fe I		616.2180	0.0222	Ca I
	356.8383	0.0458	Ni I		392.7933	0.0187	Fe I		630.2499	0.0083	Fe I
	357.0134	0.1380	Fe I		393.0308	0.0108	Fe I	<i>C</i>	656.2808	0.4020	H $\alpha$
	357.8693	0.0488	Cr I	<i>K</i>	393.3682	2.0253	Ca II	<i>B</i>	686.9955		O
<i>N</i>	358.1209	0.2144	Fe I		394.4016	0.0488	Al I	<i>A</i>	759.4		O
	358.6990	0.0532	Fe I		396.1535	0.0621	Al I	<i>A</i>	726.1		O
	359.3495	0.0436	Cr I	<i>H</i>	398.8492	1.5487	Ca II		849.8082	0.1470	Ca II
	360.8889	0.1046	Fe I		404.5825	0.1174	Fe I		854.2144	0.3670	Ca II
	361.8777	0.1410	Fe I		406.3605	0.0787	Fe I		866.2170	0.2600	Ca II
	361.9400	0.0588	Ni I		407.1749	0.0723	Fe I		1083.0		He I
	363.1475	0.1364	Fe I		407.7724	0.0428	Sr II				

F ... Fraunhofer-Bezeichnung der Linie  
 $\lambda$  ... Wellenlänge der Linienmitte  
W ... Breite der Linie (im Text nicht behandelt)  
El. ... erzeugendes Atom oder Molekül



## 2. Fortsetzung Referat: Das Sonnenspektrum

Beispiel: Für Wasserstoff ( $Z=1$ ) kann man berechnen:

Serie	Übergang	$\lambda_{nm}$ [nm]	Bez.	Bereich
Lyman	1-2	121.57	$L_\alpha$	Ultraviolett
	1-3	102.57	$L_\beta$	
	1-4	97.29	$L_\gamma$	
	...	...		
		91.15	$L_\infty$	
Balmer	2-3	656.3	$H_\alpha$	Sichtbar
	2-4	486.1	$H_\beta$	
	2-5	434.0	$H_\gamma$	
	2-6	410.2	$H_\delta$	
	2-7	397.0	$H_\epsilon$	
	...	...		
	364.6	$H_\infty$		
Paschen	3-4	1875.1	$P_\alpha$	Infrarot
	3-5	1281.8	$P_\beta$	
	3-6	1093.8	$P_\gamma$	
	...	...		
		820.4	$P_\infty$	

Man nennt diese Zusammenstellung das *Termschema* eines Atoms.

Bei mehreren äußeren Elektronen kommen kompliziertere Termschemen zustande, auch *Multipllett-Linien* (z.B. Natrium, ion. Calcium, ...).

Bei Molekülen kommt es durch Rotation und Schwingungen zur Ausbildung von *Banden* (TiO, NH<sub>3</sub>, ...).

### 2.3. Das Kontinuum

Das *kontinuierliche Spektrum* entsteht durch mindestens einen der folgenden Prozesse:

#### 2.3.1. Ionisation

Einem Atom wird durch Stoß ein Elektron entrissen (die Energie des Stosses übersteigt die "Fluchtenergie" vom Kern, also die *Ionisationsenergie*  $E_{ion}$ ). Für die Energie und damit für die Frequenz der freiwerdenden Strahlung gilt

$$\Delta E = h\nu + \frac{m_e v^2}{2}$$

wobei der zusätzliche Term die kinetische Energie des Elektrons ist. Da diese (fast) beliebig variieren kann, kommen sehr viele Frequenzen zustande (*Kontinuum*).

Da ein Elektron das Atom verläßt, spricht man von *gebunden-frei-Übergängen*.

### 3. Fortsetzung Referat: Das Sonnenspektrum

#### 2.3.2. Störung

Ein *freies* Elektron wird in seiner "Bahn" abgelenkt, dadurch ändert sich seine Energie und es wird Strahlung emittiert/absorbiert. Man spricht von *frei-frei-Übergängen*.

Ionisation und Störung sind die Hauptquellen des Kontinuums im Sonnenspektrum.

#### 2.3.3. Rekombination

Ein freies Elektron wird von einem Atom "eingefangen" und Strahlung emittiert (*frei-gebunden-Übergang*). Diese Form kommt u.a. in *interstellarer Materie* vor.

### 3. Anomalien im Sonnenspektrum

#### 3.1. Sonnenflecken

In der Nähe von Sonnenflecken kommt es durch starke lokale Magnetfelder zur Aufspaltung der Spektrallinien (*Zeeman-Effekt*). Aus der Aufspaltung läßt sich die Stärke des Magnetfeldes berechnen:

$$\Delta\lambda = 4.7 \times 10^{-5} \lambda^2 H g$$

wobei  $H$  die Feldstärke in Gauß ist und  $g$  die Werte +1 bzw. -1 annimmt (Aufspaltung!).

**Beispiel:** Für  $\lambda=500\text{nm}$  und  $\Delta\lambda=0.0012\text{nm}$  ergibt sich (mit  $g=1$ )  $H=1000$  Gauß.

#### 3.2. Flares

Das Spektrum von Flares ist geprägt von starken Emissionslinien der Balmer Serie des Wasserstoffs sowie von Ca II (Fraunhofer-Linien H+K). Durch hohe Ionisation sind die Linien stark verbreitert.

#### 3.3. Protuberanzen

Am Sonnenrand sind Protuberanzen durch Emissionslinien der Balmer Serie erkennbar.

### 4. Literatur:

H.Elsässer, H.Scheffler, *Physik der Sterne und der Sonne*, B.I. Mannheim, 1974

H.Elsässer, H.Scheffler, *Bau und Physik der Galaxis*, B.I. Mannheim, 1982

H.H.Voigt, *Abriß der Astronomie*, B.I. Mannheim, 1975

K.R.Lang, *Astrohysical Formulae*, Springer-Verlag, 1980

G.Kirchhoff, *Untersuchungen über das Sonnenspektrum und die Spektren der chemischen Elemente*, Abh. d. kgl. Akademie d. Wissenschaften Berlin, 1861

Dipl.-Ing. A. Pikhard  
Pramergasse 25A  
1090 Wien

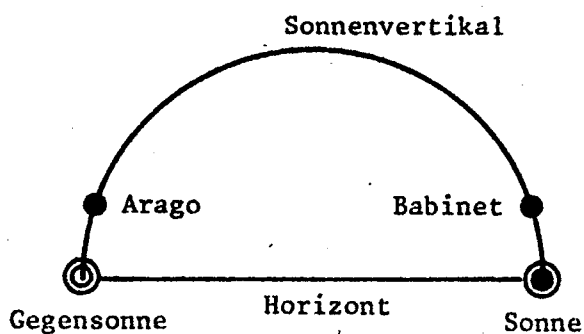
Referat: Sonne und Erdatmosphäre

Drei Themenkreise werden dargestellt: Sonne und Taghimmel, Haloerscheinungen und Regenbogen, sowie Horizontphänomene.

1. Sonne und Taghimmel

Die Taghimmelshelligkeit wird zunächst durch Streuung des Sonnenlichtes in der Erdatmosphäre hervorgerufen. Die Intensität des an den Molekülen der Erdatmosphäre gestreuten Lichtes ist proportional der 4. Potenz der Wellenlänge; daraus ergibt sich die Bevorzugung der blauen Farbe auf Kosten der anderen und somit das Himmelsblau der reinen, ungetrübten Atmosphäre. Die Streuung an trübenden Teilchen (Aerosole; Dunst) ist weniger wellenlängenabhängig, so daß die getrübte Atmosphäre ein eher weißes Aussehen hat.

Das Licht des ungetrübten Taghimmels ist außerdem mehr oder weniger stark teilweise polarisiert. Ausnahmen bilden nur die polarisationsneutralen Punkte: Der Arago'sche, Babinet'sche und Brewster'sche Punkt. Die Abbildung stellt den Vertikalkreis der Sonne dar:



Der Arago-Punkt steht rund  $18^\circ$  über der Gegensonne, der Babinet-Punkt etwa  $17^\circ$  über der Sonne. Der Brewster-Punkt ist meist schwer auffindbar und liegt am Sonnenvertikal unterhalb der Sonne, wenn die Sonne mindestens  $10^\circ$  bis  $11^\circ$  über dem Horizont steht.

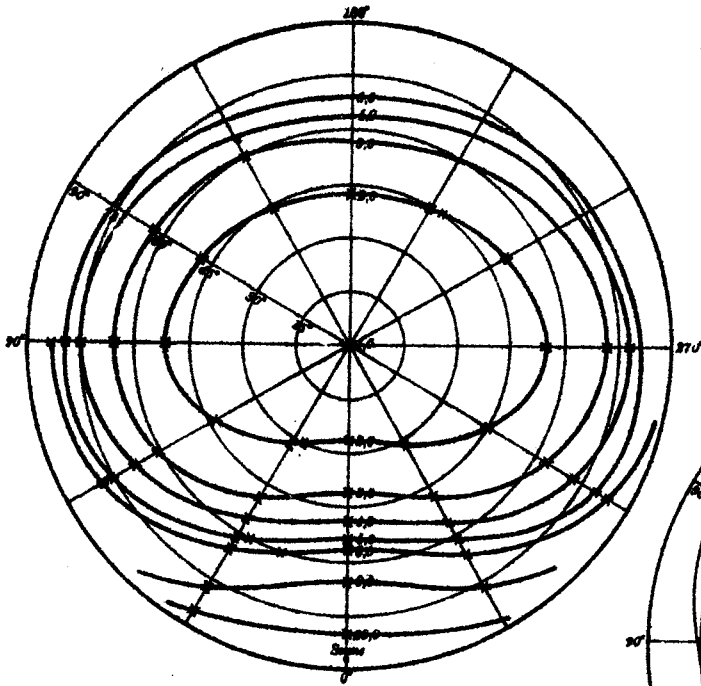
Diese Polarisationsphänomene lassen sich mittels Polarisationsfilter beobachten.

Zur Taghimmelshelligkeit tragen jedoch auch vielfache Reflexionen in der Atmosphäre und am Erdboden bei. Das bewirkt eine Helligkeitsverteilung am Taghimmel, die symmetrisch zum Sonnenvertikal ist. Bei verschiedenen Sonnenhöhen ergibt sich aber nicht die gleiche Verteilung der Helligkeit.

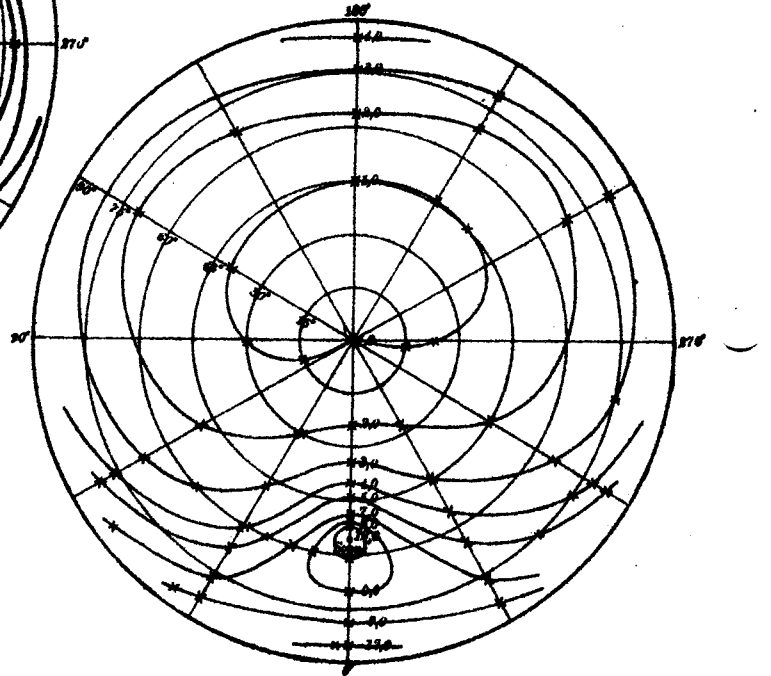
Martin Uibe [1] hat am Pik von Teneriffa (3711m über dem Meer) und in Güimar an der Westküste Teneriffas (300m über dem Meer) 1914-1916 photometrische Messungen der Taghimmelshelligkeit vorgenommen und die durch Hellegleichen beschriebenen Helligkeitsverteilungen gewonnen. Sie sind z.T. wiedergegeben. Seine wichtigsten Ergebnisse

1. Fortsetzung Referat: Sonne und Erdatmosphäre

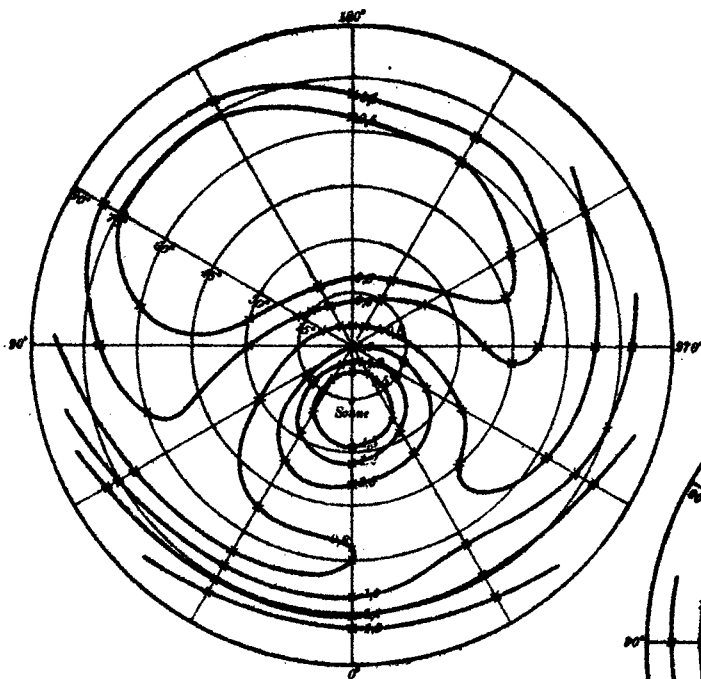
Hellegleichen in flächentreuer Projektion (Uibe)



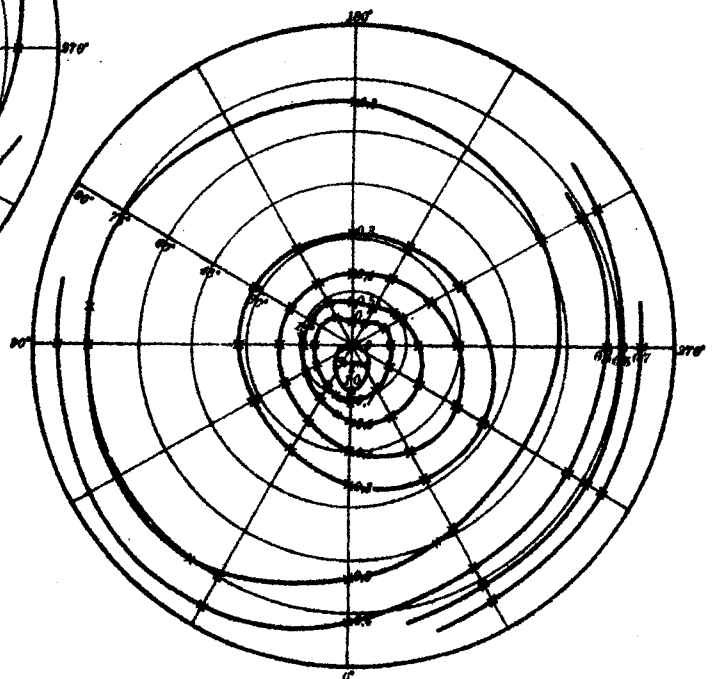
Güimar, Sonnenhöhe 3,5°



Güimar, Sonnenhöhe 35°



Güimar, Sonnenhöhe 74,5°



Güimar, Sonnenhöhe 84°

## 2. Fortsetzung Referat: Sonne und Erdatmosphäre

lauten:

Bei größten Sonnenhöhen ( $84^\circ$ ) sind die Linien gleicher Helligkeit am Himmel nahezu Kreise. Bewegt man sich auf einem Höhenkreis, der nicht in Zenitnähe liegt, um den Himmel, so findet man überall dieselbe Helligkeit. Bewegt man sich auf einem Vertikalkreis, so gelangt man von größeren Intensitäten in Zenitnähe zu kleineren bis zu einem Minimum bei  $56^\circ$  bis  $25^\circ$  Höhe; dann gibt es wieder ein Anwachsen der Helligkeit zum Horizont hin.

Das Minimum der Helligkeit im Sonnenvertikal rückt vom ungefähren Sonnenabstand  $90^\circ$  bei kleinen Sonnenhöhen mit steigender Sonne näher an diese heran und erreicht bei  $84^\circ$  Sonnenhöhe den Sonnenabstand etwa  $56^\circ$ .

Das Ansteigen der Helligkeit gegen die Sonne hin findet bei klarem Himmel viel rascher statt als am weniger klaren. Je reiner der Himmel ist, desto schmaler wird die Zone starken Helligkeitsanstieges um die Sonne.

Je klarer der Himmel, desto gesättigter sein Blau erscheint, desto größer sind die meßbaren Helligkeitsunterschiede.

Selbst in 3711m Höhe über dem Meer ist der Himmel noch beträchtlich vom "Rayleigh'schen Himmel" entfernt, der sich für streuende Teilchen ergäbe, die klein gegenüber der Lichtwellenlänge sind.

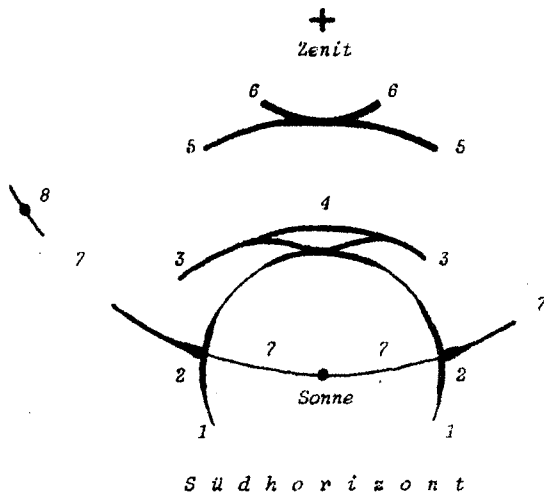
### 2. Haloerscheinungen und Regenbogen

Haloerscheinungen entstehen durch Brechung bzw. Totalreflexion des Sonnenlichtes an gleichartigen und sich in gleichartiger Orientierung in der Luft befindlichen Eiskristallen. Dabei spielen die  $60^\circ$ - und  $90^\circ$ -Kanten die Hauptrolle, die bei den hexagonalen Plättchen und Prismen der Eiskristalle vorkommen.

Eine sehr schöne und vollständige Haloerscheinung trat am 5. Feb. 1983 in Ostösterreich auf [2]. Folgende Einzelheiten wurden beobachtet, mit dem größten Glanz um 11<sup>h</sup> MEZ, Sonnenhöhe  $24^\circ$ :

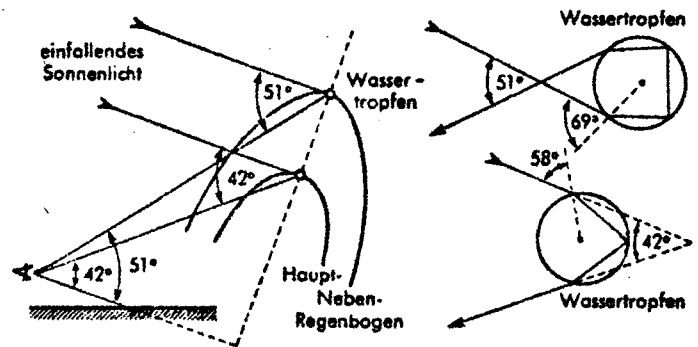
- 1 Der kleine Ring um die Sonne,  $22^\circ$  Halbmesser, die häufigste aller Haloerscheinungen.
- 2 Die Nebensonnen in  $22^\circ$  Abstand von der Sonne, sehr intensiv gefärbt und in weiße Strahlen auslaufend, die ca.  $20^\circ$  lang waren. Diese Schweife - die immer am Horizontalring liegen, werden mit steigender Sonnenhöhe immer kürzer. Größtmögliche Länge  $24^\circ$  bei Sonnenhöhe  $21,6^\circ$ .
- 3 Oberer Berührungsbogen zum  $22^\circ$ -Ring. Er verläuft zunächst nach oben, wendet sich aber dann wieder nach unten und steigt erneut auf. Er ändert sein Aussehen mit der Sonnenhöhe: Bei niedriger Sonne

### 3. Fortsetzung Referat: Sonne und Erdatmosphäre



1. ragen beide Äste nach oben, je höher die Sonne steigt, desto mehr biegen sie sich gegen 1.
4. Der weiße Bogen, knapp über dem  $22^\circ$ -Ring verlaufend und die von 3 gebildete Mulde nach oben überdeckend - der sehr seltene "Parry-Halo".
5. Der große Ring mit  $46^\circ$  Halbmesser.
6. Der Berührungsbogen zum  $46^\circ$ -Ring. Immer, wenn er erscheint, bildet er den farbenprächtigsten Teil des gesamten Phänomens.
7. Der Horizontalring, immer in Sonnenhöhe parallel zum Horizont.
8. Die Nebengegensonne(n) in  $120^\circ$  Sonnenabstand, im Horizontalring.

Ein Regenbogen entsteht durch Brechung und Spiegelung des Sonnenlichtes in Wassertröpfchen; er tritt auf, wenn man eine Regenwand vor sich und die Sonne im Rücken hat. Das in den Spektralfarben leuchtende Kreisringsegment hat  $42^\circ$  Halbmesser (Hauptregenbogen; violett außen, rot innen). Gelegentlich tritt ein solches von  $55^\circ$  Halbmesser zusätzlich auf (Nebenregenbogen; violett innen, rot außen). Die Farben und die Breite ihrer Bereiche können sich von Fall zu Fall unterschiedlich zeigen.



### 3. Horizontphänomene

Hier werden die Dämmerung, die Verformung der Sonne zufolge Refraktion und der Grüne Strahl behandelt.

Dämmerung:

Die einzelnen Phasen sind nach Bezold [3] beschrieben:

- a. Erste Gegendämmerung (bei Sonnenuntergang am Ost-, bei Sonnenaufgang am Westhimmel) ist sichtbar, wenn die Sonne nahe dem Horizont, sowohl über als auch unter ihm, steht. Diese Bezeichnung wird auch für den Morgen verwendet, obwohl die so definierte Gegendämmerung

#### 4. Fortsetzung Referat: Sonne und Erdatmosphäre

dann zeitlich die zweite ist. Sie beginnt, wenn die Sonne noch über dem Horizont steht, mit dem Erscheinen heller gelber und roter Farben am Osthimmel und wird, nach und nach, vom aufsteigenden Erdschatten eingeengt. Hier, wie auch später, bezieht sich die Bezeichnung "erste" auf die Haupterscheinung, die leicht und öfter sichtbar ist als die "zweite". Ost bzw. West bezieht sich hier ausnahmsweise auf den Sonnenvertikal.

- b Vom Dämmerungsschein, der über dem Sonnenort liegt, gilt Ähnliches. Ziemlich helle, weißliche Stelle über der Sonne im Sonnenvertikal, die sich mit der Sonne senkt und horizontal verbreitert. Nach Sonnenuntergang langgestreckte Grenze zwischen blauem Himmel und gelbem Horizontbereich.
- c Erster Dämmerungsbogen. Er ist die obere Grenze jener färbigen horizontalen Schicht, die sich gleich nach Sonnenuntergang über den Westhorizont erstreckt. Er wird oben durch den Dämmerungsschein anfangs nur schlecht, später aber scharf begrenzt und bildet die Obergrenze des mit dem Horizont gebildeten hellen Segments.
- d Das erste Purpurlicht wird über dem ersten Dämmerungsbogen sichtbar, und zwar abends ziemlich genau nach dem Verschwinden der ersten Gegendämmerung. Morgens umgekehrter Verlauf. Größte Helligkeitsentwicklung bei einer Sonnentiefe von  $4^\circ$  bis  $5^\circ$ .

Die bürgerliche Dämmerung endet am Abend beim Untergang des ersten Purpurlichtes und beginnt am Morgen beim Aufgang desselben. Definiert: Bei Sonnentiefe  $6^\circ$ . a bis d nennt man auch die erste Dämmerung, e bis g die zweite Dämmerung (Zwielicht).

- e Die zweite Gegendämmerung tritt unter günstigen Umständen auf der Gegenseite der Sonne als neue Färbung am Horizont auf, aber bedeutend schwächer als die erste Gegendämmerung; bei Sonnentiefe  $5^\circ$  bis  $8^\circ$ . Einengung durch einen schwachen, aufsteigenden, zweiten Erdschatten.
- f Zweiter Dämmerungsbogen, nach Verschwinden des ersten Purpurlichtes. Mitunter beide Bögen gleichzeitig sichtbar.
- g Zweites Purpurlicht. Es erscheint zur Zeit, wenn der erste Dämmerungsbogen im Westen herabsinkt, bei der Sonnentiefe  $7^\circ$ , ist aber nur bei günstigen Verhältnissen sichtbar. Verschwinden bei  $11^\circ$  bis  $12^\circ$  Sonnentiefe.

Die nautische Dämmerung endet definitionsgemäß mit  $12^\circ$  Sonnentiefe: Hellere Sterne sind schon, die Kimm aber noch sichtbar. Völlige Dunkelheit tritt ein, wenn die letzten diffus wirksamen Teile der Erd-

## 5. Fortsetzung Referat: Sonne und Erdatmosphäre

atmosphäre in den Erdschatten treten, nach Beobachtungen bei 16°  
Sonnentiefe mit Schwankungen bis zu etwa 2°, je nach Luftreinheit.  
Daher Definition: Ende der astronomischen Dämmerung bei 18° Sonnen-  
tiefe. Daraus Höhe der wirksamen Luftschichten rund 79 km.

Verformung der Sonne zufolge Refraktion:

Für einen mittleren Horizontaldurchmesser  $\varnothing$  der Sonne von 32,0' hat W.  
Dienes im Sternfreunde-Seminar 1973 mit der mittleren Bessel'schen  
Refraktion (+9,3°C, 1 bar) die Vertikaldurchmesser  $\varnothing$  der Sonne in Ab-  
hängigkeit von der durch Refraktion veränderten Höhe H' der Sonne  
wie folgt berechnet:

H'	$\varnothing$	$\varnothing$	H'	$\varnothing$	$\varnothing$	H'	$\varnothing$	$\varnothing$
0°20'	32,0'	26,0'	2°40'	32,0'	30,1'	5°00'	32,0'	31,1'
0 30	32 0	26 4	2 50	32 0	30 2	5 20	32 0	31 2
0 40	32 0	26 9	3 00	32 0	30 3	5 40	32 0	31 3
0 50	32 0	27 3	3 10	32 0	30 4	6 00	32 0	31 4
1 00	32 0	27 6	3 20	32 0	30 5	6 20	32 0	31 4
1 10	32 0	28 0	3 30	32 0	30 6	7 00	32 0	31 5
1 20	32 0	28 4	3 40	32 0	30 7	7 40	32 0	31 6
1 30	32 0	28 7	3 50	32 0	30 8	8 20	32 0	31 6
1 40	32 0	29 0	4 00	32 0	30 9	9 00	32 0	31 7
1 50	32 0	29 2	4 10	32 0	30 9	10 00	32 0	31 7
2 00	32 0	29 5	4 20	32 0	31 0	11 00	32 0	31 8
2 10	32 0	29 7	4 30	32 0	31 0	15 00	32 0	31 8
2 20	32 0	29 8	4 40	32 0	31 0	20 00	32 0	31 9
2 30	32 0	29 9	4 50	32 0	31 1			
2 40	32 0	30 1	5 00	32 0	31 2			

Der Horizontaldurch-  
messer der Sonne  
schwankt zwischen den  
Extrema 32,6' (Anfang  
Januar) und 31,5' (An-  
fang Juli).

Anomalien in den ho-  
rizontnahen Schichten  
der Luft bewirken bei  
geringen Höhen oft  
erhebliche, unregel-  
mäßige Deformationen

### Grüner Strahl:

Während die Sonnenscheibe unter den Horizont herabsinkt (oder über  
ihn heraufsteigt), ist sie meist rot oder rotgelb gefärbt. Die dem  
Auge zuletzt verschwindende oberste Kuppe der Scheibe erscheint in  
den letzten Sekunden ihrer Sichtbarkeit mitunter grün (530 nm), je-  
doch nur bei ganz klarem, wolken- und dunstfreiem Himmel [4]. Der  
"grüne Strahl" wird durch die normale Farbenzerstreuung in der Luft  
und die Absorption des mittleren Spektrumteiles durch Wasserdampf  
hervorgerufen: Oberer Sonnenrand grün, unterer rot umsäumt.

- Literatur:
- [1] M.Uibe, Helligkeitsverteilung des diffusen Sonnen-  
sichtes am klaren Himmel. Teubner, Leipzig 1918.
  - [2] Der Sternenbote, 3/1983, Forum (W.Pachner).
  - [3] Perntner-Exner, Meteorologische Optik. 2.Auflage,  
Braumüller, Wien 1922.
  - [4] O'Connell SJ, The Green Flash, North Holland Publ.  
Comp., 1958.

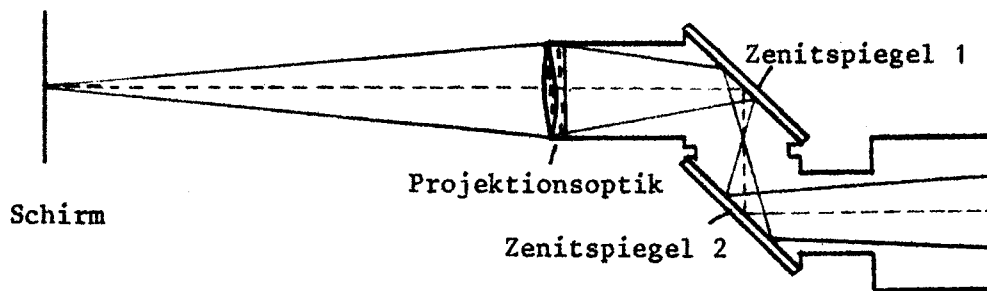


Referat: Die Geräte zur Sonnenbeobachtung auf der Wiener Urania-Sternwarte

Auf der Wiener Urania-Sternwarte wird einem breiten Publikum die Beobachtung der Sonne mit modernen Hilfsmitteln ermöglicht. Dazu stehen zur Verfügung: Sonnenprojektion, Polarisations-Sonnenprisma nach Colzi, Spaltspektroskop und H-Alpha-Filter. Alle diese Zusatzinstrumente können am Refraktor (HA 15/300cm), am Sucher (8/6cm) und, in Sonderfällen, auch am abgeblendeten Cassegrainteleskop (30/535cm) verwendet werden: Drei getrennte Lichtwege, eine Montierung.

1. Sonnenprojektion

Über ein optisches Gelenk aus 2 Zenitspiegeln bildet ein Projektionsobjektiv (mehrere zwischen  $f = 80\text{mm}$  und  $150\text{mm}$  zur Wahl) das Fernrohr-Fokalbild auf die links neben dem Kuppelspalt montierte, magnetische Projektionsfläche. Diese steht also immer im Schatten und ist für alle Besucher in der Kuppel leicht sichtbar. Die dort erzielten Bilder zwischen  $15\text{cm}$  und  $100\text{cm}$   $\varnothing$  bestechen durch ihre Helligkeit, Schärfe und Detailreichtum. Sie können bequem und gefahrlos photographiert und (z.B. von Kindern) leicht abgezeichnet werden. Der Einsatz des optischen Gelenks geht auf Dipl.Ing.A.Pikhard zurück. Beachtet werden muß die Gefahr des Einblicks in die Projektionsoptik!

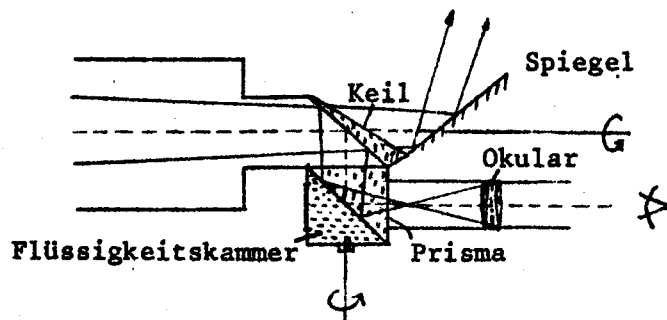


2. Polarisations-Sonnenprisma nach Colzi (C. Zeiss)

Auch dieses Zusatzgerät zeigt die Sonne in natürlichen Farben. Ohne die Eintrittsöffnung abblenden zu müssen, liefert es stufenlos regelbare Bildhelligkeiten (wichtig bei Vergrößerungswechsel und verschiedenen Sichtverhältnissen) und bequemen Einblick. Das Sonnenlicht fällt auf einen unverspiegelten Glaskeil, der nur 5% in das  $90^\circ$ -Glasprisma reflektiert, an dessen Hypothenusenfläche eine Flüssigkeitskammer grenzt. Sowohl am Keil wie im Prisma bedingen die Reflexionen Polarisation; Drehung des Prismas um die optische Achse bewirkt Helligkeits-

1. Fortsetzung Referat: Sonnenbeobachtungsgeräte der Urania-Sternwarte  
 veränderung durch gegenseitige Verdrehung der Polarisations Ebenen in  
 weiten Grenzen. Die Flüssigkeit in der Kammer hat einen Brechungs-  
 index, der sich nur wenig von dem des Prismenglases unterscheidet:  
 Ohne Füllung tritt volle Totalreflexion, bei Füllung mit einem Medium  
 mit Brechungsindex gleich dem von Glas keine Reflexion ein. Man kann  
 also über den Brechzahlunterschied eine beliebig große, konstante Zu-  
 satzabschwächung erzielen.

Dieses Sonnenprisma ermöglicht präzise visuelle Beobachtungen. Mit  
 ein und demselben Okular bestückt, kann am Sucher die ganze Scheibe  
 und am Refraktor ein Ausschnitt - etwa Flecken - gezeigt werden.

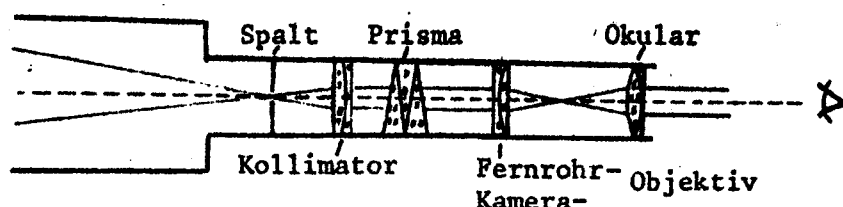


### 3. Spaltspektroskop

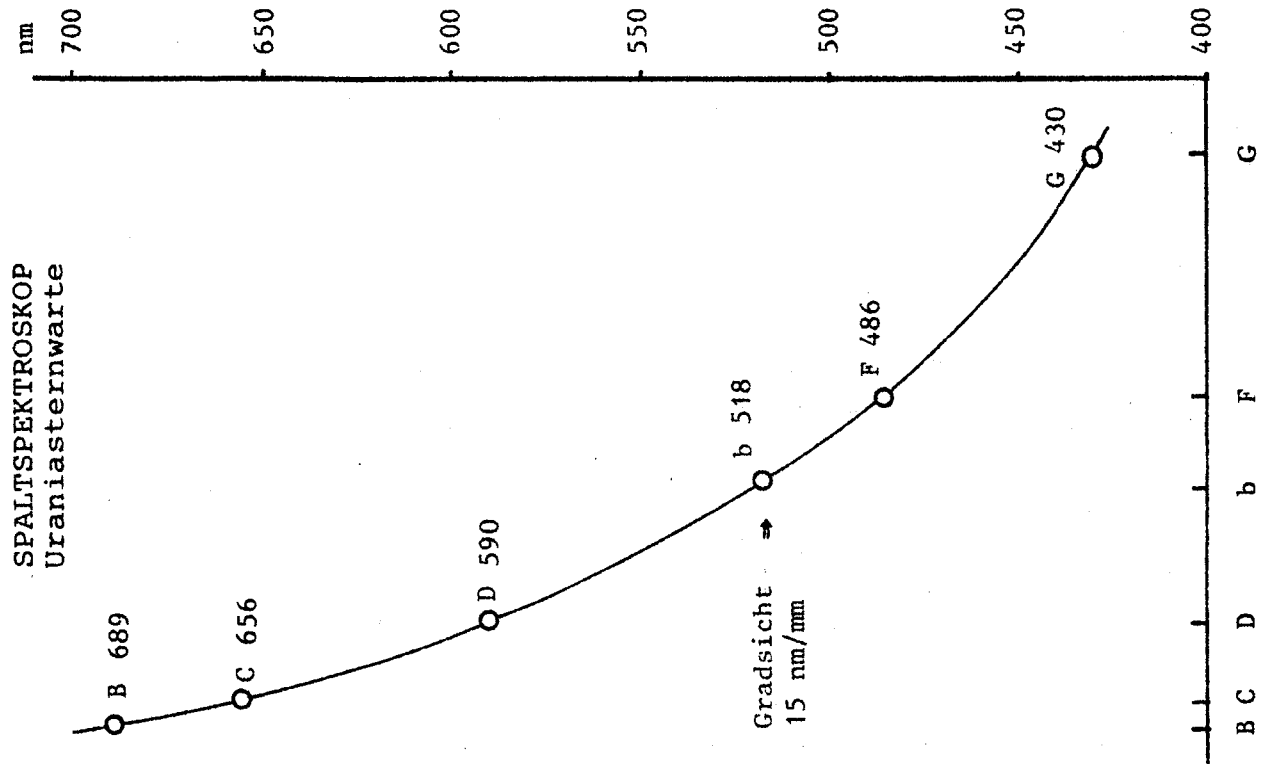
Es dient zur Demonstration des Sonnenspektrums im Bereich von etwa  
 430 nm (Fraunhofer G) bis 689 nm (Fraunhofer B) sowie des Spektrums  
 künstlicher Lichtquellen (z.B. Quecksilberdampf). Es ermöglicht da-  
 mit die Erläuterung der Qualität des Gestirnlites, den Einstieg  
 in die Astrophysik. Bei der Sonne ist es zum Verständnis der Wirkung  
 des H-Alpha-Filters sehr wertvoll.

Das Spaltspektroskop besteht aus einem mikrometrisch verstellbaren  
 Spalt, der im Fernrohrfokus liegt. Das ihn durchsetzende Lichtbündel  
 wird durch das Kollimatorobjektiv parallel gemacht, geht durch das  
 dreiteilige Gradsicht-Prisma und wird nach Zerlegung mit einem Ka-  
 mera- bzw. Fernrohrobjektiv wieder fokussiert: Das Spektrum besteht  
 aus Bildern des Spaltes.

Bei Verwendung eines Weitwinkel-Okulars ( $f = 17,5\text{mm}$ ) läßt sich der  
 Bereich B-G, mit schwächeren Okularen ein etwas größerer Bereich  
 überblicken. Das Spaltspektroskop kann auch allein verwendet werden.



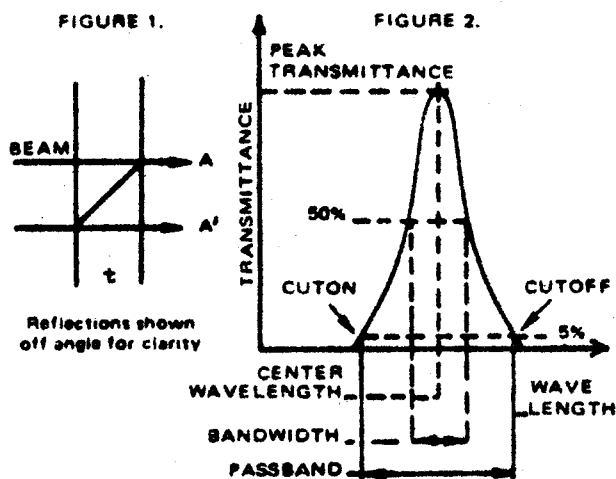
## 2. Fortsetzung Referat: Sonnenbeobachtungsgeräte der Urania-Sternwarte



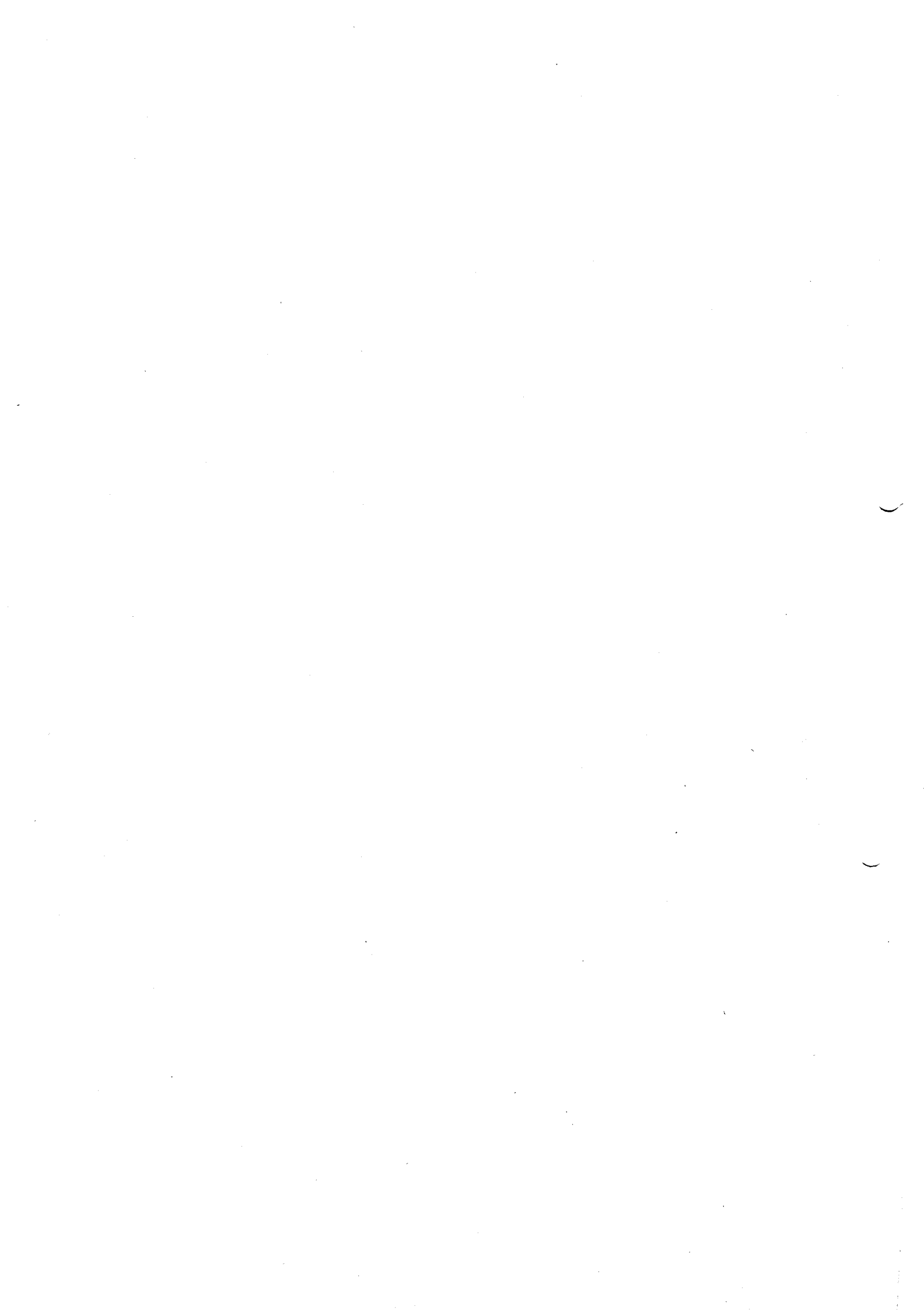
Die obige Dispersionskurve stellt den Zusammenhang zwischen Ablenkung und Wellenlänge dar. Auf der Ordinatenachse sind die hauptsächlichsten Linien des Sonnenspektrums so markiert, wie man sie beim Einblick sieht; auf der Abszissenachse sind die Wellenlängen aufgetragen.

### 4. H-Alpha-Filter

Dieser Filter von Day-Star isoliert das Licht der Wellenlänge 656,3 nm (H-Alpha, Fraunhofer C) und besitzt eine halbe Durchlaßbreite von 0,08 nm. Im Restlicht der dunklen H-Alpha-Linie des Sonnenspektrums kann ein Wasserstoffbild der Sonne mit Netzwerk, Filamenten, Protuberanzen und Flares beobachtet werden. Funktionsweise: Zwei teilreflektierende, durch Luftspalt  $t$  getrennte Schichten bewirken an durchgehendem Licht Interferenz. Die Wellenzüge A und A' verstärken sich für  $2t = n\lambda$  ( $n$  ganze Zahl), sonst tendieren sie zur Auslöschung. Durch viele solche Schichten und flankierende Breitbandfilter wird schließlich ein sehr schmaler Wellenlängenbereich ausgeblendet. Daher der Name "Multilayer Interference Filter".



flektierende, durch Luftspalt  $t$  getrennte Schichten bewirken an durchgehendem Licht Interferenz. Die Wellenzüge A und A' verstärken sich für  $2t = n\lambda$  ( $n$  ganze Zahl), sonst tendieren sie zur Auslöschung. Durch viele solche Schichten und flankierende Breitbandfilter wird schließlich ein sehr schmaler Wellenlängenbereich ausgeblendet. Daher der Name "Multilayer Interference Filter".



Hinweis: "Canon of Solar Eclipses, -2003 to +2526, von Mucke-Meeus

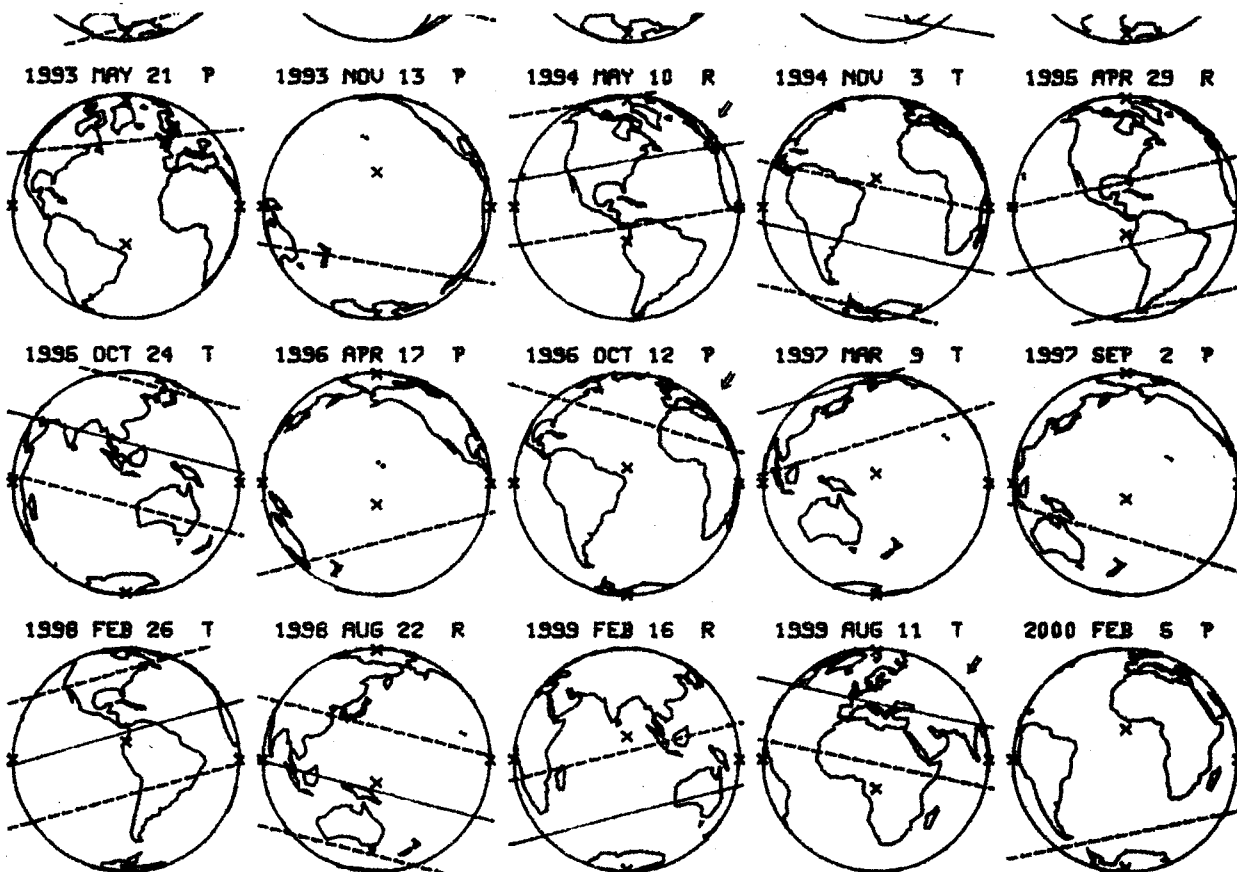
Der eben erschienene Band enthält Daten zu 10774 Sonnenfinsternissen zwischen -2003 Feb.27 und +2526 Okt.7 [3795 P, 3507 R, 2867 T, 512 RT, 65 (R), 28 (T)]. Tabellenteil, Kartenteil und ausführlicher englisch-deutscher Erläuterungsteil mit Rechenanleitungen und Beispielen. Das Werk ist wie der analoge, demnächst in 2., erweiterter Auflage erscheinende "Canon of Lunar Eclipses" von Meeus-Mucke vor allem für Zwecke der astronomischen Phänomenologie bestimmt.- LIV+908 Seiten. TABELLENTEIL (dazu Seite 529 zur Probe):

Lunations- und Saros-Nummer / Für Maximum der Finsternis: Datum jul. oder greg., Ephemeridenzeit, Tagnummer in julianischer Periode / Dauer oder Größe der Finsternis / Abstand Zentrallinie-Erdmitte / Bessel'sche Elemente zur Berechnung der näheren Umstände einer Finsternis.

KARTENTEIL (dazu Ausschnitt Seite 872 zur Probe):

Für jede Finsternis ein kleines Abbild des Erdglobus mit Zentrallinie und Grenzlinien des Sichtbarkeitsbereichs zur raschen, genäherten Orientierung (etwa zur Suche nach einer bestimmten Finsternis, oder um die Rechnung zur Ermittlung näherer Umstände zweckmäßig ansetzen zu können).

Näheres: Astronomisches Büro, Hasenwartgasse 32, A-1238 Wien, Tel.(0222) 88 16 703.



PROBESEITE AUS DEM "CANON OF SOLAR ECLIPSES, -2003 TO +2526" - MIT NÄCHSTEN IN ÖSTERREICH SICHTBAREN SONNENFINSTERNISSEN (→)

LUNATION SAROS	CALENDAR GRS TYPE	MAXIMUM ET JULIAN DATE	γ0 ET GAMMA	κ0 κ1	γ0 γ1	κ0 κ1	δ0 δ1	λ10 λ11	λ20 λ21	TAN F1 TAN F2
1144 146	1992 JUN 30 T 5 21	12 11 22 2448884.008	12 00 -0.7514	-0.23038 0.56737	-0.72348 -0.09408	359.063 14.9994	23.141 -0.0024	0.53384 -0.00007	-0.01223 -0.00007	0.004598 0.004575
1150 151	1992 DEC 24 P 0.642	0 31 37 2448980.522	1 00 1.0712	0.12001 0.52160	1.09300 0.06172	195.118 14.9982	-23.419 0.0006	0.56431 0.00019	0.01810 0.00019	0.004735 0.004751
1155 110	1993 MAY 21 P 0.736	14 20 12 2449129.090	14 00 1.1370	-0.30402 0.52510	1.10993 0.05912	30.062 15.0005	20.257 0.0002	0.55584 -0.00010	0.00967 -0.00010	0.004619 0.004596
1161 123	1993 NOV 13 P 0.929	21 45 50 2449305.407	22 00 -1.0489	-0.03913 0.56675	-1.04890 -0.09547	153.993 14.9999	-10.147 -0.0107	0.54055 0.00007	-0.00555 0.00007	0.004726 0.004702
1167 120	1994 MAY 10 R 6 14	17 12 26 2449403.217	17 00 0.4075	-0.17329 0.09926	0.30344 0.06694	75.929 15.0016	17.686 0.0106	0.56690 -0.00003	0.02067 -0.00003	0.004631 0.004608
1173 133	1994 NOV 3 T 4 24	13 40 4 2449660.070	14 00 -0.3520	0.11288 0.56877	-0.30545 -0.12578	34.104 15.0014	-15.101 -0.0127	0.53458 -0.00003	-0.00950 -0.00003	0.004713 0.004690
1179 130	1995 APR 20 R 6 37	17 33 20 2449837.232	18 00 -0.3384	0.29710 0.49877	-0.27919 0.11401	90.657 15.0027	14.482 0.0127	0.56505 0.00006	0.01883 0.00006	0.004643 0.004620
1185 143	1995 OCT 24 T 2 10	4 33 29 2450014.690	4 00 0.3519	-0.21263 0.54298	0.42056 -0.14421	243.926 15.0027	-11.566 -0.0142	0.54484 -0.00009	-0.00128 -0.00009	0.004700 0.004677
1191 140	1996 APR 17 P 0.880	22 38 12 2450191.444	23 00 -1.0581	0.46811 0.52094	-0.96897 0.14229	165.152 15.0036	10.836 0.0142	0.55226 0.00011	0.00610 0.00011	0.004656 0.004633
1197 153	1996 OCT 12 P 0.758	14 3 2 2450369.086	14 00 1.1227	0.29653 0.50603	1.08321 -0.15152	33.496 15.0038	-7.639 -0.0152	0.55933 -0.00011	0.01314 -0.00011	0.004687 0.004663
1202 120	1997 MAR 9 T 2 51	1 24 50 2450516.589	1 00 0.9182	-0.50491 0.55430	0.00375 0.17436	192.336 15.0040	-4.550 0.0159	0.53687 0.00005	-0.00921 0.00005	0.004709 0.004685
1208 125	1997 SEP 2 P 0.899	0 4 47 2450693.504	0 00 -1.0352	-0.33166 0.48463	-0.98142 -0.14306	180.052 15.0045	7.984 -0.0146	0.56762 0.00002	0.02139 0.00002	0.004635 0.004612
1214 130	1998 FEB 26 T 4 9	17 29 25 2450871.229	18 00 0.2391	0.21581 0.55448	0.31175 0.16122	66.701 15.0031	-0.594 0.0152	0.53907 -0.00008	-0.00701 -0.00008	0.004722 0.004698
1220 135	1998 AUG 22 R 3 14	2 7 9 2451047.589	2 00 -0.2644	-0.12727 0.50677	-0.24006 -0.13235	209.244 15.0038	11.893 -0.0136	0.55808 0.00011	0.01190 0.00011	0.004623 0.004600
1226 140	1999 FEB 16 R 0 40	6 34 37 2451225.775	7 00 -0.4725	0.34218 0.53181	-0.40019 0.13613	281.477 15.0019	-12.460 0.0141	0.55223 -0.00013	0.00608 -0.00013	0.004733 0.004710
1232 145	1999 AUG 11 T 2 23	11 4 9 2451401.962	11 00 0.5062	0.07009 0.54430	0.50276 -0.11849	343.687 15.0030	15.327 -0.0120	0.54245 0.00012	-0.00366 0.00012	0.004613 0.004590
1238 150	2000 FEB 5 P 0.580	12 50 26 2451580.036	13 00 -1.2232	0.32979 0.50568	-1.18075 0.10521	11.511 15.0004	-16.029 0.0123	0.56817 -0.00010	0.02193 -0.00010	0.004743 0.004720
1243 117	2000 JUL 1 P 0.477	19 33 33 2451727.315	20 00 -1.2821	0.28066 0.58384	-1.27723 0.01061	119.012 14.9995	23.044 -0.0031	0.53004 -0.00002	-0.01601 -0.00002	0.004598 0.004575

(529)

1. Fortsetzung Hinweis: Canon of Solar Eclipses, -2003 to +2526.