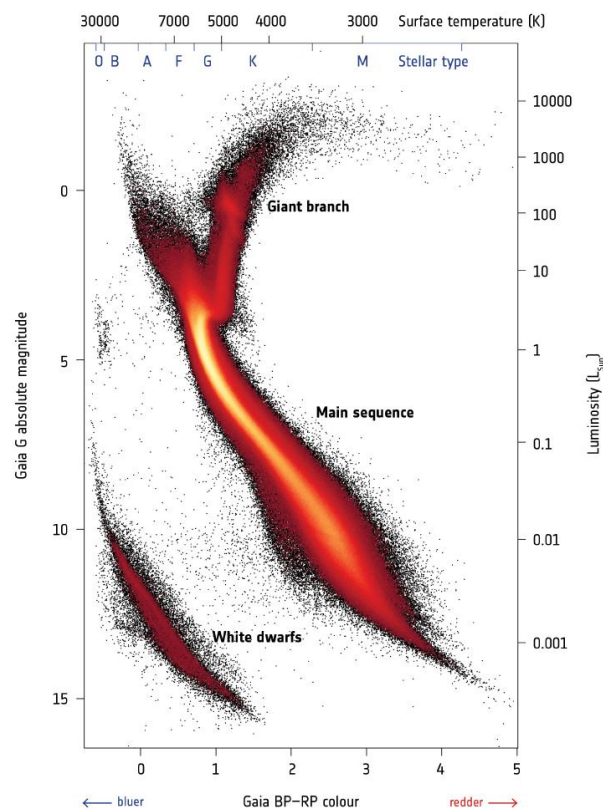




Advanced Labwork
in Astronomy and Astrophysics

Experiment

Photometry and Spectroscopy



Thomas Rauch

Kepler Center for Astro and Particle Physics
Institute for Astronomy and Astrophysics
Sand 1
72076 Tübingen

August 29th, 2022

The German version of this experiment manual was created by Thorsten Nagel in the years 2004 to 2008 based on earlier manuals for a CCD-camera experiment and experimental physics labwork by Jörn Wilms, Stefan Dreizler, Ralf Geckeler, and Martin Bässgen, comments of Jochen L. Deetjen and Lisa Löbling, and the scientific work of Margit Haberleiter¹. The manual had been maintained by Cornelia Heinitz from 2015 to 2017. Since then, Thomas Rauch² is responsible.

Image on coverpage: More than four million stars within five thousand light-years from the Sun are plotted using information about their brightness, color and distance from the second data release from ESA's Gaia satellite.

(<http://sci.esa.int/gaia/60198-gaia-hertzprung-russell-diagram>)

¹<http://astro.uni-tuebingen.de/publications/diplom/margit-zula.ps.gz>

²rauch@astro.uni-tuebingen.de

Contents

1 Preface	1
2 Introduction	1
2.1 Coordinate systems	1
2.2 Telescopes	3
2.2.1 Aperture ratio	3
2.2.2 The resolving power	4
2.2.3 Refractors	5
2.2.4 Reflectors	6
2.2.5 Telescope mountings	9
2.2.6 Active and adaptive optics	10
2.3 Image detectors	12
2.3.1 Basic principles of CCDs	13
2.3.2 CCDs in astronomy	15
2.4 Spectroscopy	16
2.4.1 Diffraction theory of a grating	17
2.4.2 Dispersion	19
2.4.3 Resolving power	19
2.5 Radiation theory	20
2.6 Radiation intensity and radiation flux	20
2.6.1 Radiation in thermodynamic equilibrium	21
2.6.2 Effective temperature and luminosity	22
2.6.3 Magnitude and color	22
2.7 Color-magnitude diagram	23
2.8 Spectral classification	23
3 Experimental setup	27
3.1 80cm reflector of the IAAT	27
3.2 10 C grating spectrograph	27
3.3 CCD cameras STL 1001E and HX916	31
4 Experimental procedure	32
4.1 Preparation	32
4.2 Stellar spectroscopy	34
4.3 Photometry of a stellar cluster	41
5 Literatur	43
A Tentative objects for observation	44
B Wavelength calibration	45
C Prominent lines in stellar spectra.	46
D Structure of the protocol	49

List of Figures

1	Celestial sphere with coordinates.	2
2	Derivation of the reproduction scale.	3
3	Function $J_1(2m)/m$	4
4	Diffraction image for two point sources of same brightness.	5
5	Optical path of the Newtonian telescope.	6
6	Mirror construction of a 8 m VLT unit.	7
7	Main mirror of the 10 m Keck I telescope.	8
8	Parallactic and azimuthal mountings.	8
9	Technical realization of the parallactic mounting.	10
10	8 m VLT telescope of ESO in Chile.	11
11	Location of the Very Large Telescope.	12
12	Principles of active and adaptive optics.	12
13	Mirror mounting of an 8 m VLT telescope.	13
14	Scheme and principle of the read-out method of a three-phase CCD.	14
15	Comparison of astrophysical detectors.	15
16	Artist's impression of Gaia mapping the stars of the Milky Way.	16
17	Diffraction geometry at the double slit.	17
18	Grating diffraction.	18
19	Light path on a blaze grating.	18
20	Grating blazed to 1 st order.	19
21	Definition of intensity.	20
22	Mean intensity of a stellar disc.	21
23	Planck function, Wien's law of displacement.	22
24	Filter functions of the Johnson system.	23
25	Color-magnitude diagram.	24
26	Schematic HRD with luminosity classes.	25
27	Spectral classification.	25
28	Temperature dependency of line strengths of different elements.	26
29	IAAT 80 cm reflector.	27
30	Layout of the 10 C spectrograph.	28
31	Hg/Ne calibration spectrum.	30

List of Tables

1	Band gaps of different semi-conductor materials.	13
2	Color filters used at the Tübingen 80cm telescope.	23
3	Technical data of the Tübingen 80 cm reflector.	28
4	Technical data of the 10 C grating spectrograph.	29
5	Technical data of the STL-1001E camera.	31
6	Technical data of the HX916 camera.	31
7	Filters of the STL-1001E camera at the IAAT.	42
8	Object list.	44
9	Laboratory wavelengths for Hg and Ne calibration lamps.	45

1 Preface

The experiment “Photometry and Spectroscopy” gives insight to methods of observation and reduction of astronomical data. Especially, the technological and physical basics are in focus. In addition to an understanding of the instruments, the practical application as well as the scientific motivation, the underlying physics of the application examples are a key factor.

Astronomical knowledge at the level of the introductory lecture is a prerequisite for the execution of the experiment. Experience in handling computers is beneficial, but by no means necessary. In this manual, we have compiled all necessary information to carry out the experiment.

The program commands for controlling the camera and the used software are all listed, but you are not expected to cope with it without further instruction on site. In astronomy, it is still necessary to use units that are not from the SI system. Prominent examples are the Ångström as wavelength unit or the day as time unit. Follow this practice, please do not feel discouraged by unfamiliar units ...

To simplify the experiment preparation, some easy exercises are given in this manual that have to be solved before the observations. Their solution is part of the protocol. This extended preparation is compensated by the shortened post-experiment work. Mark these exercises clearly with their numbers in the protocol.

2 Introduction

In contrast to other natural sciences, astronomy is purely empirical. It is impossible for an astronomer to manipulate the objects of their investigations under controlled conditions or to experiment with them. The only available information is the observed radiation. The art of astronomy is to evaluate its information.

This observed radiation is often weak with fluxes of $10^{-29} \text{ W cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ (= 1 mJy [milli Jansky], astronomical unit for flux) in the optical wavelength range or a few photons per cm^2 and s in the X-ray³.

Ground-based observations are hampered by the Earth’s atmosphere that the observed radiation has to pass through. In addition, Earth is no fixed platform but rotates, etc. ... The urge to observe fainter objects leads to the development of bigger telescopes and more sensitive detectors in the 20th century. In this manual, we will introduce you to the basics of these – as detailed as it is necessary for the experiment. We will start with astronomical telescopes before we explain detectors for electromagnetic radiation.

2.1 Coordinate systems

To locate astronomical objects, the definition of a coordinate system is required. It has to be independent from observation site and time. Since, in general, we have very large distances in astronomy (besides from objects in the Solar system), we can define a coordinate system on an infinitely large celestial sphere and, thus, reduce it to two coordinates. Their changes due to daily or yearly rotation of Earth is insignificantly small because the objects’ distances are much smaller than Earth’s orbital radius (the next star, Proxima Centauri, has a distance of about 270 000 times this radius).

³For cosmic radiation, particles per km^2 and year is a common unit – the detection limit is about 10^{-2} particles $\text{km}^{-2} \text{ a}^{-1}$...

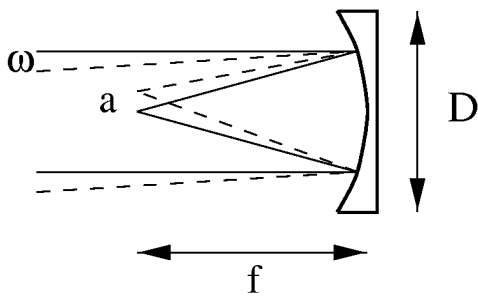


Figure 2: Derivation of the reproduction scale.

Oh you knowing pipe, more precious
 than any scepter! Who holds you in
 his right, if he is not set for king, not
 for the lord over the works of God!

O du vielwissendes Rohr, kostbarer
 als jedes Szepter! Wer dich in seiner
 Rechten hält, ist er nicht zum König,
 nicht zum Herrn über die Werke
 Gottes gesetzt!
 Johannes Kepler
Dioptrice, 1611

2.2 Telescopes

From the factors described in the introduction, the following requirements for astronomical telescopes can be derived. They must have

- a high light efficiency,
- a high resolving power, and
- a high image quality.

Two different classes of telescopes exist to achieve these. These are *refractors*, where the image is obtained with lenses, and *reflectors*, where a combination of spherical and parabolic mirrors does the same.

2.2.1 Aperture ratio

Both telescope types have in common, that an astronomical object in infinite distance is projected on the focal plane with a lens or concave mirror with a diameter D and a focal length f . Figure 2 shows as an example the optical path in a simple reflector. The ratio D/f is called *aperture ratio* of the optical system. For a classical picture camera, the inverse of the aperture ratio f/D , is known as *f-number*. From Figure 2, the image size a of an object in infinite distance with an angular diameter of ω , can be determined.

$$a = 0.0175 \omega f \quad , \quad (1)$$

where ω is measured in degrees. A telescope with a receiving surface $\sim D^2$ concentrates the energy of an extended object on an area $\sim f^2$. The ratio defines the effective luminosity

$$\text{effective luminosity} \propto \left(\frac{D}{f}\right)^2 \quad . \quad (2)$$

The effective luminosity of extended objects depends only on the aperture ratio only, e.g., in the case of a camera on the “f-number”. For a point source, it is

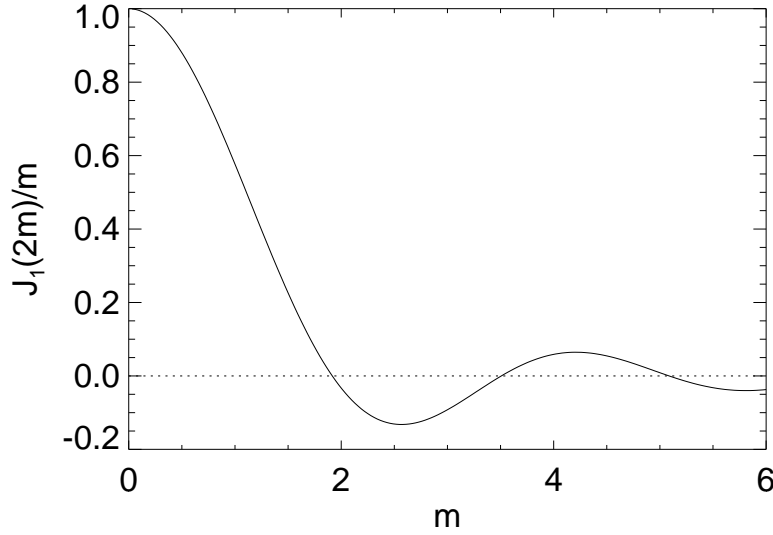


Figure 3: Function $J_1(2m)/m$. The square describes the intensity distribution of a circular aperture. (Eq. 4).

$$\text{effective luminosity} \propto D^2 \quad . \quad (3)$$

Most astronomical objects are very far, i.e., point sources and, thus, astronomical telescopes should have large diameters to collect as much light as possible.

2.2.2 The resolving power

The resolving power of astronomical telescopes is limited by the diffraction of the coherent light emitted by astronomical objects. For the intensity distribution $I(\theta)$ of a circular aperture with radius r , the diffraction theory gives for an angular distance θ (z.B. [Born & Wolf, 1980](#); [Kitchin, 1984](#))

$$I_\theta \propto \frac{\pi^2 r^4}{m^2} (J_1(2m))^2 \quad (4)$$

where

$$m = \frac{\pi r \sin \theta}{\lambda} \quad (5)$$

$J_1(2m)$ is the first order Bessel function of first kind. In Figure 3, $J_1(2m)/m$ is shown. The intensity is zero in concentric rings with radius

$$\theta \approx \frac{1.220\lambda}{d}, \quad \frac{2.233\lambda}{d}, \quad \frac{3.238\lambda}{d}, \dots \quad (6)$$

where $d = 2r$ is the diameter of the diffraction disc. The innermost is named *Airy disc*, after the Royal Astronomer [George B. Airy](#), who derived Eq. 4 for the first time. Figure 4 illustrates Airy discs for two point sources of the same brightness with a distance of $4.46\lambda/d$. The image of an astronomical object taken with a telescope appears as an extended disc of radius $1.22\lambda/d$, surrounded by diffraction rings.

To characterize the resolution of a telescope, usually the criterion invented by [Lord Rayleigh](#) is used. It says, that two equally bright objects can be resolved, when the intensity maximum of the diffraction pattern of the first object coincides with the first intensity minimum of the diffraction pattern of the second. Thus, the resolution α is

$$\alpha[\text{rad}] = \frac{1.220\lambda}{d} \quad . \quad (7)$$

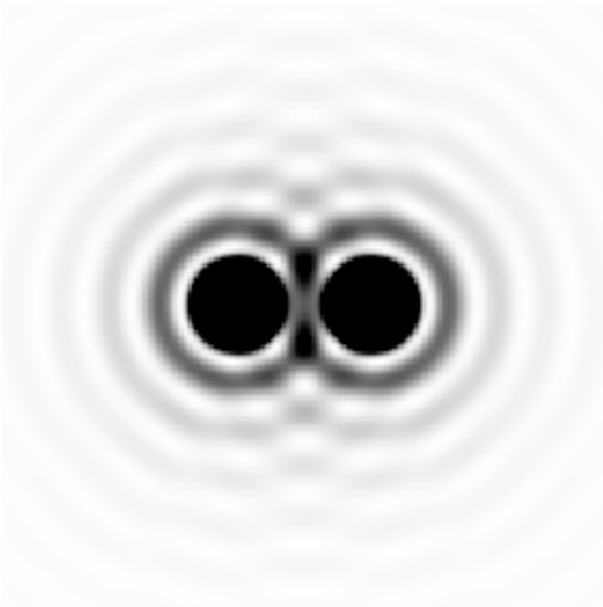


Figure 4: Diffraction image for two point sources of same brightness with a distance of $4.46\lambda/d$ from a circular aperture, shown with negative intensity like common in astronomy (more dark means brighter).

Exercise 2: Calculate the resolution (in arc seconds) of a telescope with a diameter of $d = 10.0$ m at a wavelength of 6562 \AA .

The derivation above shows that the Rayleigh criterion is only a coarse approximation for the resolving power of a telescope. The achievable diffraction-limited resolving power is strongly dependent on the intensity ratio of the objects, i.e., a faint object is harder to detect in the vicinity of a bright one. Additionally, in case of ground-based observations, the Earth's atmosphere is the limiting factor (Sect. 2.2.6). Thus, for practical work $\alpha \approx \lambda/d$ is a sufficient approximation.

2.2.3 Refractors

The scientific use of telescopes started with **Galileo Galilei's** demonstration how they “bring closer” distant objects on the Campanile de San Marco in Venice on August 21, 1609. Galilei had heard rumors about the discovery of a Dutch glas maker, namely **Hans Lippershey**, and build an own telescope by a combination of a converging and a diverging lens. In negation of the real creatorship, this telescope type is called “Galilean telescope”. Thanks to this subtle marketing, Galilei got his salary doubled.

An alternative to the Galilean telescope was proposed by Johannes Kepler in his *Dioptrice* (1611), a combination of two converging lenses – the so-called Keplerian telescope. In contrast to the Galilean, it has a real focal plane, i.e., it can be used for quantitative astronomical measurements and not only for observations.

Although refractors are used for some purposes, e.g., binoculars, they are not used as astronomical instruments anymore. The main reason is, that the maximum possible diameter of a refractor is about 1 m, i.e., at a relatively small light collection area. Larger lenses are difficult to produce without air inclusions and, due to their high weight, very difficult to stabilize. A change in the pointing direction leads to a strong deformation of the lenses, in contrast to a mirror that can be properly supported. Expressed less academic here – “strong deformation” means nothing else but “disruption”. In addition, the construction length of a refractor is equal to its focal length, leading to strong flexure of the instrument. Finally has to be considered, that the refractive index of glas depends on the wavelength and causes image errors (chromatic aberration).

Therefore, reflectors are the dominating telescope type since the middle of the 20th century. Those refractors that still exist in some observatories like in Tübingen are only museum

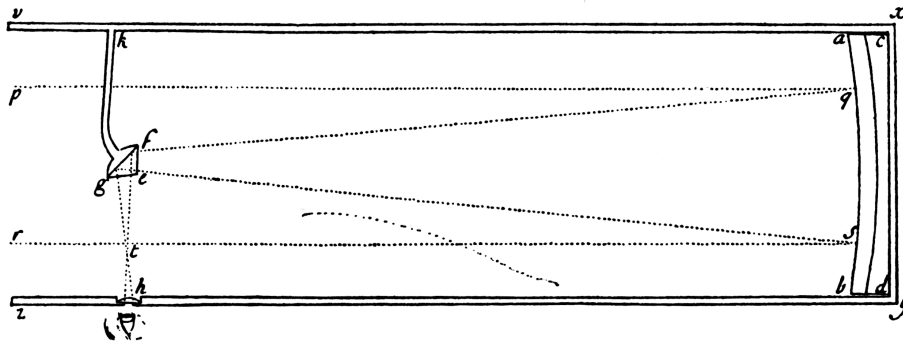


Figure 5: Optical path of the Newtonian telescope. (Newton, 1730, Fig. 29).

pieces and not used for actual scientific projects⁴. The only exception are special purposes of astrometry, i.e., the measurement of stellar positions, where refractors with typical diameters < 30 cm are used as so-called **Meridian circles**. These instruments have also been more and more replaced since 1985, e.g., by the European satellites **Hipparcos** or **Gaia**.

A very nice review about the historical competition to build the World's greatest refractor is given in an article in *Sterne und Weltraum* (August 2011, in german language) in the Appendix.

2.2.4 Reflectors

Reflectors are a combination of a conical, converging main mirror and another mirror to define the location of the focus.

Widely used in amateur astronomy are reflectors with an optical path that was invented 1671 by **Isaac Newton** (Fig. 5). The light is focussed by a parabolic main mirror, and then reflected out of the telescope tube by a second, plane mirror. The focus is at the end of the tube, far away from the main mirror. This has the disadvantage, that the construction length of the telescope is of the order of the focal length. Furthermore, detectors have to be placed far from the center of gravity of the telescope. This is not reasonable from the mechanical side of view.

In modern telescopes – also in the amateur field – other optical paths dominate, where the convergent light coming from the main mirror is reflected by a secondary mirror through a hole in the center of the main mirror. Thus, the focus is located close to the main mirror, i.e., to the center of gravity of the telescope. Its construction length is only $\approx f/2$. This type of reflector is called Cassegrain telescope.

However, the Cassegrain optical path has the disadvantage that the focus is not stationary, but the instrument has to be attached to the telescope. For heavy instruments, this cannot be realized. In this case, other telescope construction types exist, where different mirrors are used to achieve fixed focus locations. Large telescopes are therefore built with several usable optical paths. These can be selected depending on the purpose. Figure 6 shows, as an example, the optical paths of the 8 m telescopes composing the “**Very Large Telescope**” (VLT) of the **European Southern Observatory (ESO)**.

Since the primary mirror can be supported on its back side, its size is only limited by technical reasons but not on principle. Limits are given in its production by the material and the methods. The material for the main mirror of a reflector is arbitrary because its reflectivity is provided by a thin, vacuum-metalized layer (commonly aluminum) on its surface. The mirror material should be easily to abrade and to polish and should have a small thermal expansion coefficient to guarantee a stable surface curvature independent on temperature changes during an

⁴The Tübingen refractor is used in public outreach for guided star tours.

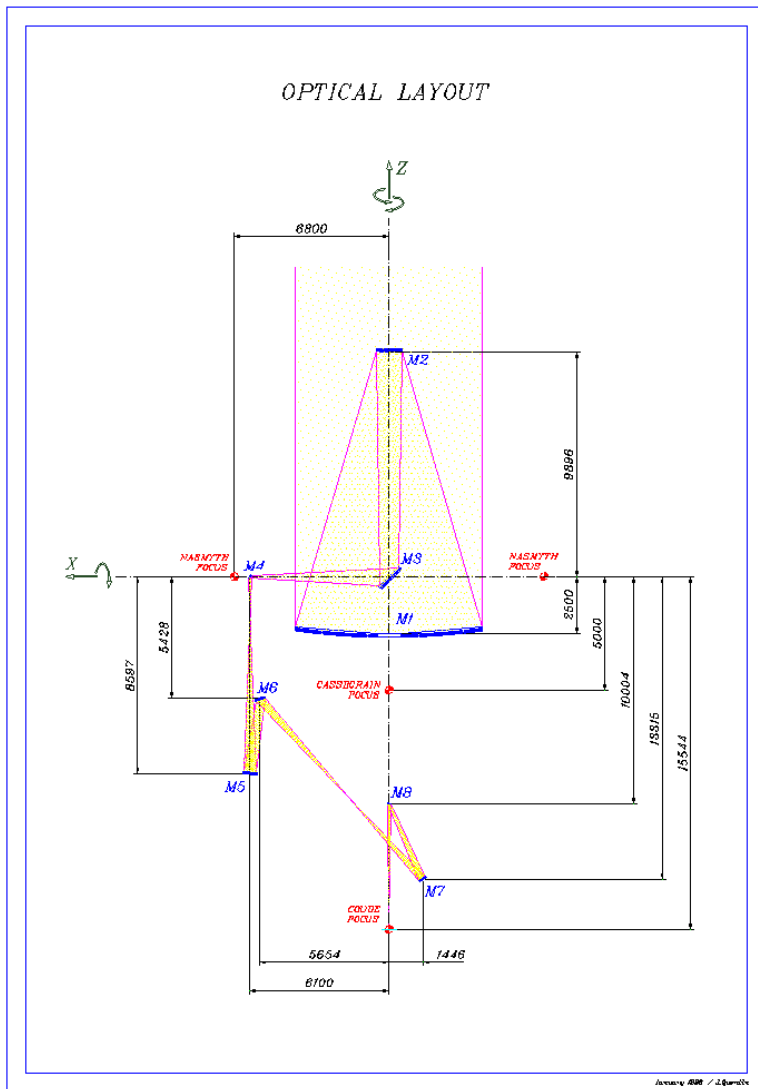


Figure 6: Mirror construction of a 8 m VLT unit. The “Nasmyth focus” shows the location of the stationary focus for an azimuthal telescope mounting (Fig. 2.2.5; Credit: ESO).

observation night. For these reasons, in practice only glass-like materials are used for mirrors⁵.

Normal (crown)glass is used for small telescopes only, due to its high thermal expansion coefficient. For large telescopes, fused silica or glass ceramic is used. The classical glass ceramic in astronomy is **Zerodur**, that has an almost negligible thermal expansion coefficient. Under different brands, such glass ceramics are also used outside astronomy, e.g., for the production of ceramic-glass cooktops that should not break due to inner tensions within regions of extreme temperature differences.

Until the 1970s, large telescope mirrors were produced by conventional methods. A glass block without air inclusions was the initial product. It was first ground with finer and finer grinding powder (corundum and derivatives) to its final form. At the end of this time-consuming method, it was polished to achieve the necessary surface finish of some nm (at least better than the mean wavelength of visible light). “Time consuming” means here some years.

A big disadvantage of this classical method is that the mirror blank encounters strong internal tensions during the grinding and, thus, has to have a relatively high thickness. Due to its high mass, the mirror then needs a long time to adapt to the surrounding temperature and puts hard constraints to the telescope mounting. Holes in the mirror backside can compensate these

⁵Some special telescopes use rotating mercury for their main mirror. These can be used only for zenith observations but they are orders of magnitude cheaper than conventional telescopes (at least in countries with low environmental protection guidelines ...)

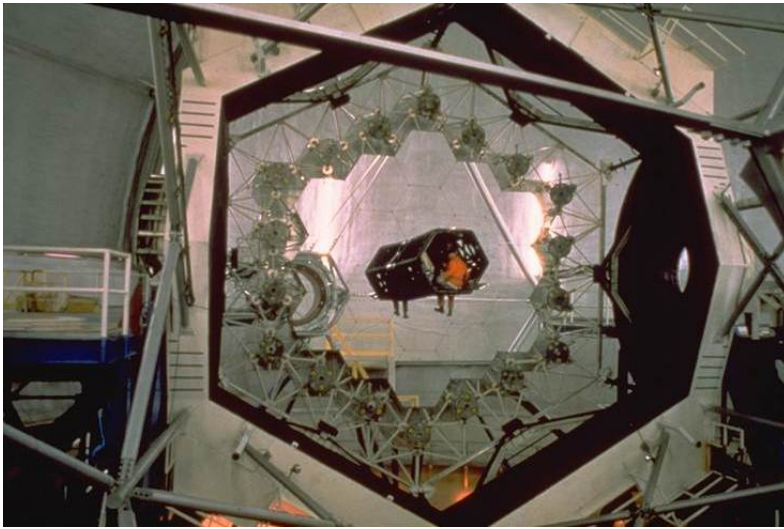


Figure 7: Main mirror of the 10 m Keck I telescope on Hawai'i, composed out of segments (Credit: [W. M. Keck Observatory](#)).

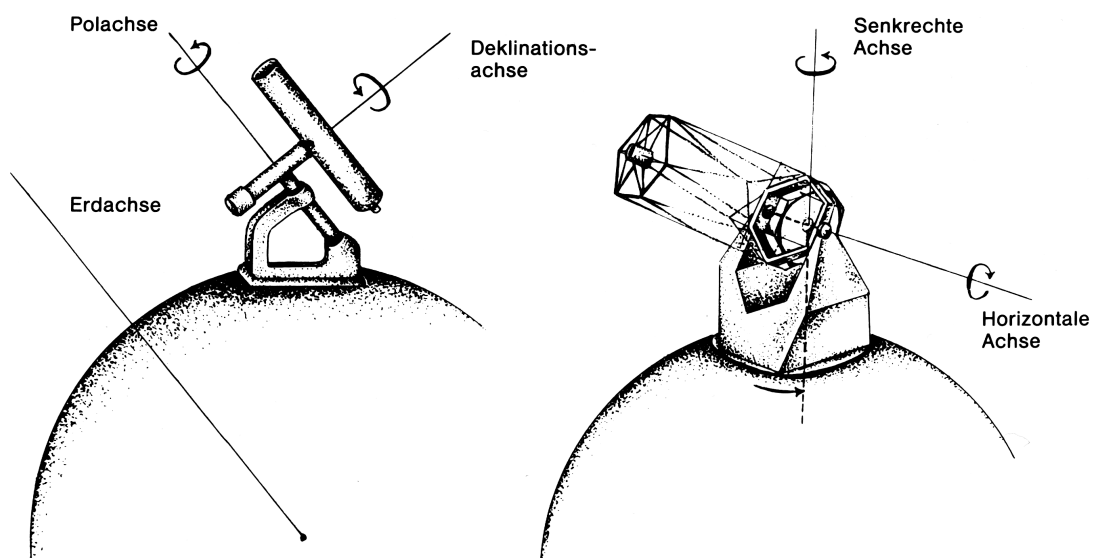


Figure 8: Parallactic (left) and azimuthal (right) mountings. Erdachse = Earth's axis, Polachse = polar axis, Deklinationsachse = declination axis, Senkrechte Achse = vertical axis, Horizontale Achse = horizontal axis. (Credit: [Karttunen et al., 1990](#), Fig. 3.16).

disadvantages only in part but increase the stability against deformation. However, short foci can hardly be achieved by grinding because a large amount of material has to be abraded.

Due to this, the maximum telescope diameter was limited to a size smaller than 6 m from the 1930s to 1980s. Only two instruments larger than 4.5 m exist, the famous **5 m (200 in) telescope on Mt. Palomar** close to Los Angeles and the **Russian 6 m telescope** in the caucasus mountains. Due to severe thermal problems, the latter can be used for spectroscopy only.

Since then, new technologies for mirror production increased the maximum diameter to about 10 m and, thus, a four times larger light collecting area could be achieved. One of these techniques is, to build the main mirror from many small segments as it was done for the two **Keck telescopes** on Mauna Kea in Hawaii with an effective telescope diameter of 10 m (each) (Fig. 7).

Alternative techniques to produce mirrors with large diameters in one piece make use of the fact that the surface of a rotating fluid is approximately a paraboloid, with a surface in cylinder coordinates

$$z - z_0 = \frac{r^2 \omega^2}{2g} \quad (8)$$

where g is the surface gravity, ω the rotation frequency, and z_0 the z coordinate of the paraboloid angular point. Thus, the fluid surface matches the aspired telescope surface. In the **Mirror lab of the University of Arizona** in Tucson under Roger Angel, the “spin-casting” method was developed. The mirror material is melted in a rotating oven. Its rotational velocity defines the focal length of the mirror, which can be relatively short. Controlled cooling of the continuously rotating oven guarantees a mirror-blank form that is very close to the final form. The mirror blank is widely free of inner tension and, thus, thinner and therefore lighter mirrors with smaller heat capacity can be produced. Examples for mirrors that were produced with the spin-casting technique are the 8.2 m telescopes of **ESO’s VLT**.

Exercise 3: What is the angular velocity (in units of $^\circ/\text{s}$ or more reasonable) an oven has to rotate with, to achieve an aperture ratio of $D/f = 3.0$ for a mirror with a diameter of 10.0 m? Hint: The normal form of a parabola can be written in a formula that includes the focal length (Bronstein & Semendjajew, 1987)

$$y = \frac{1}{4f} x^2 \quad . \quad (9)$$

2.2.5 Telescope mountings

Besides the telescope’s optics, the mounting is of particular importance. It has the purpose to point the telescope save and precise to every observable celestial direction and to track the celestial rotation. Precise means that it points to a direction within fractions of an arcseconds and that this pointing can be repeated exactly.

A star catalogue using the equatorial system described in Sect. 2.1 is a prerequisite to find them with a telescope. Traditional telescope mountings have two movable axes. One, namely the polar or hour axis, is mounted parallel to Earth’s rotational axis. The other, named declination axis, is mounted perpendicular to it. This mounting is called parallactic (Fig. 8, left). Its technical realization is shown in Fig. 9. Since the celestial sphere is apparently rotating around the Earth’s rotational axis, the telescope has to rotate with constant angular velocity around the hour axis only, to point constantly towards the object.

Since the telescope is not in a space-fixed reference system, we need a specification for the time that describes the rotation of the time-independent celestial sphere relative to this reference system for the pointing to the object. At a parallactic mounting, the declination can be adjusted directly on the declination axis. For the angle in the equatorial plane, we define the *hour angle* (Fig. 1). It is the angle measured between the meridian (great circle both celestial poles) and the object on the equator. The hour angle for an object is both, space and time independent.

The hour angle of the spring equinox is named *sidereal time*. It describes the true rotation of Earth. After one sidereal day, the whole celestial sphere with all objects returns to the same location. Since Earth is proceeding on its orbit around the Sun, a sidereal day is a bit shorter than the synodical day, i.e., the day between two solar meridian transits. At spring equinox, midnight is at 12:00 sidereal time, at fall equinox at 0:00.

Exercise 4: What is the angular velocity for a telescope to compensate Earth’s rotation (be aware of a reasonable accuracy, the result has to be in arcseconds/second)? Use a year length of 365.25 days. How long is a stellar day?

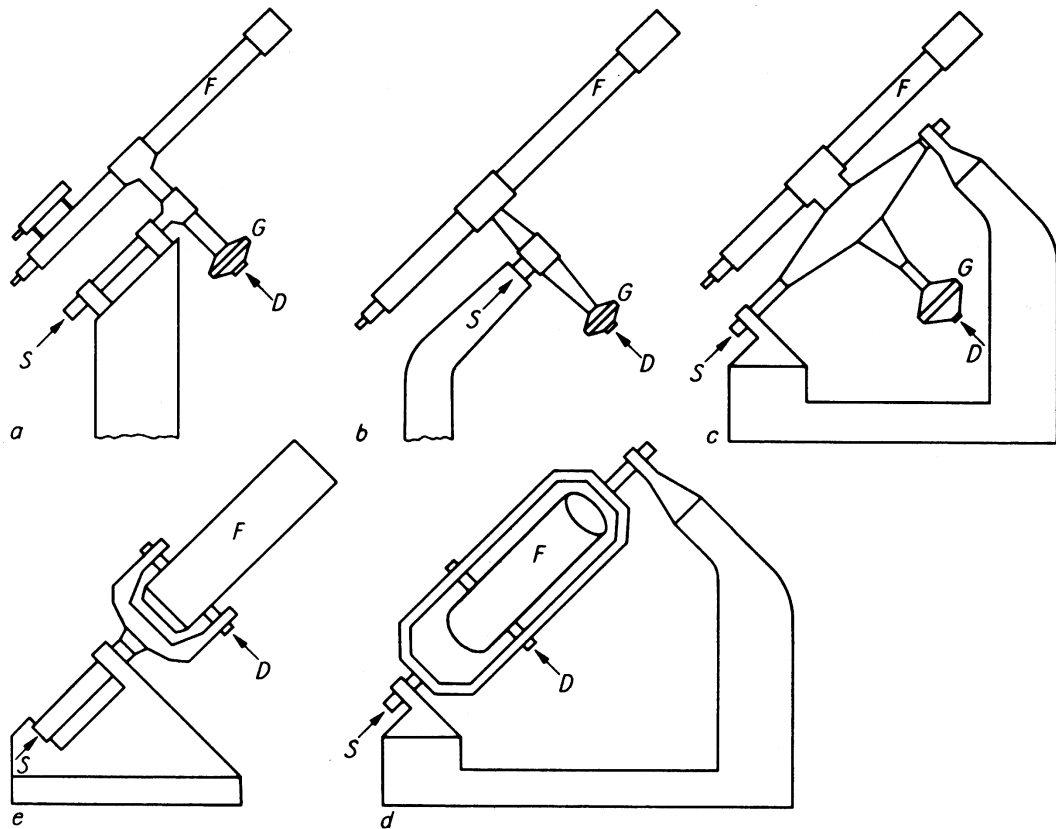


Figure 9: Technical realization of the parallactic mounting. *a* german mounting, *b* “knee” mounting, *c* english axis mounting, *d* english frame mounting, and *e* fork mounting. **S** indicates the hour axis, **D** the declination axis, **F** is the telescope, and **G** an optional balance weight. (Credit: [Weigert & Zimmermann, 1976](#), p. 109).

The disadvantage of all parallactic mountings is that they are difficult to construct. The telescope weight has to be carried by an axis that is deviating from the direction of gravity. Therefore, modern large telescope have a so-called azimuthal mounting, where the telescope is located on a vertical, movable axis (Fig. 8, right) on a rotary table. The name “azimuthal mounting” stems from the axes of these telescopes that move in the “altitude” above the horizon and in azimuth, i.e., the angle measured from the North-South direction. The transition to azimuthal mountings in telescope construction became possible with the development of precise stepping motors and fast computers. Today, it is no technical challenge to track a telescope on two axis simultaneously. An example for the technical realization is shown in Fig. 10.

2.2.6 Active and adaptive optics

In this section, we will briefly describe technological developments in optical astronomy since the 1980s. These aim to reduce the impact of perturbators. These are mainly the so-called “seeing” caused by Earth’s atmosphere and the telescope’s flexure due to its own weight.

Seeing and adaptive optics Ground-based astronomy is hampered by processes in Earth’s atmosphere. Minor changes in temperature, pressure, generally in cells with a diameter of about 50 cm diameter, result in small changes of the refractive index of the air. These have direct impact on the light path through the atmosphere and, thus, the stellar image on ground is not point-like but extended. This effect named “seeing” is the flickering of stars, best observable

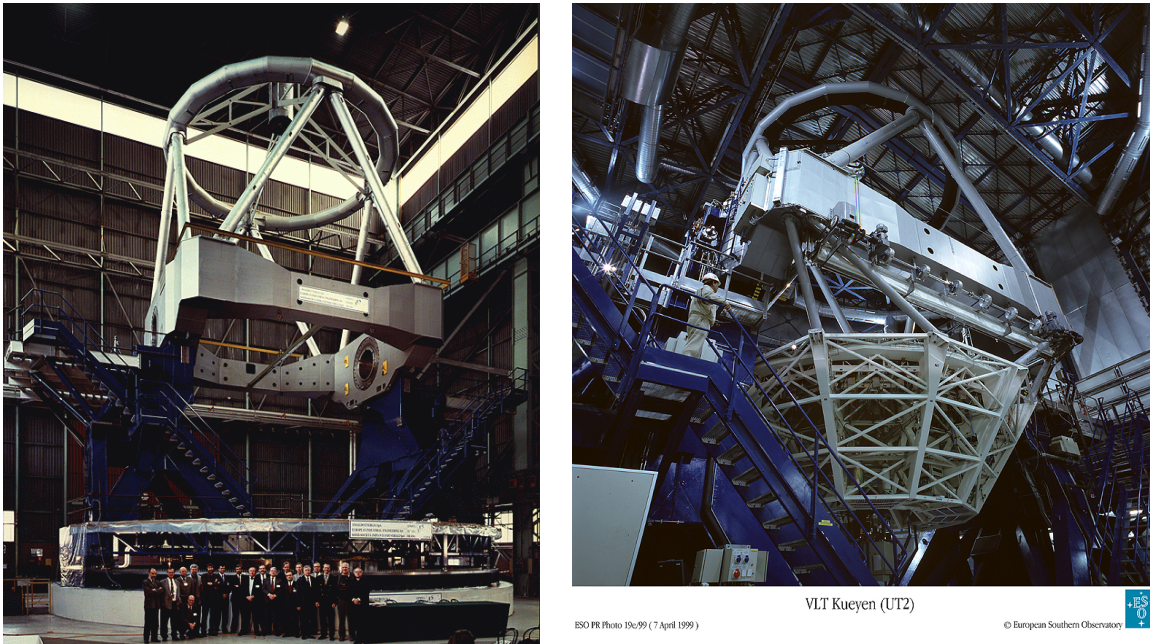


Figure 10: *Left*: Azimuthal mounting of a 8 m VLT telescope of ESO in Chile. *Right*: The complete 8 m telescope. Note the size of the structure! (Credit: ESO).

close to horizon. Therefore, the effective resolution of large telescopes is dominated by the Earth’s atmosphere and not by the diameter of the telescope.

Exercise 5: From which telescope diameter on, the telescope’s resolution is dominated by seeing? Assume a seeing with 0.2 arcseconds for this estimation.

The seeing of 0.1 arcseconds, that is assumed in exercise 5, is only achieved at the best observational locations, e.g., on **Hawai’i** or in the **Chilean Andes** (Fig. 11). Due to meteorological conditions, the air disturbance is very small. To investigate small structures in astronomical images, an effective resolution of a few arc seconds is too coarse and far from the refraction limit of large telescopes. This can be achieved by classical telescopes only in space (e.g., by the **Hubble Space Telescope**), for ground-based telescopes, however, the seeing has to be corrected for by a direct intervention in the telescope optics. This is known as “adaptive optics”.

These variations of the refractive index of the air described above result in a deformation of a parallel wavefront while passing through Earth’s atmosphere (Fig. 12, bottom panel). This deformation results in a “flickering”. A correction of this deformation would strongly improve the image quality. The development of faster and faster electronics made such a correction possible. Nowadays, adaptive optics analyze the image of a test point source with a wavefront sensor. Small deformations can then be “parallelized” by small deformations of the secondary mirror. These have to occur rather quickly within a precision of $\approx \lambda/2$, where λ is the wavelength of the observed light. Thus, such adaptive optics are better at longer wavelengths. Since the test point source has to be bright enough to measure the wavefront deformation, “artificial stars” are employed that are created by resonance transitions in a ≈ 50 km high sodium layer with a laser adjusted to the wavelength of the Na D line. In Germany, the development of adaptive optics is expedited at the **Max-Planck-Institut für Astronomie** in Heidelberg and at the **European Southern Observatory** in Garching close to Munich. Such systems are used, e.g., at the VLT and at the Keck Observatory on Hawai’i.

Active optics The feasibility to produce thin mirrors reduces not only the mirror mass but also allows to correct for imprecision of the telescope optics. These arise, e.g., from the deformation

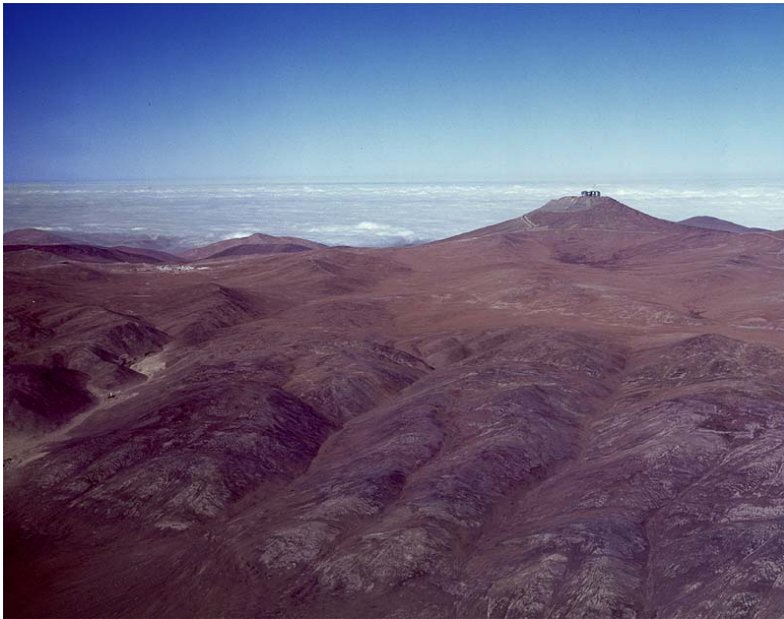


Figure 11: Location of the “Very Large Telescope” on Cerro Paranal near Antofagasta in Chile (Credit: ESO).

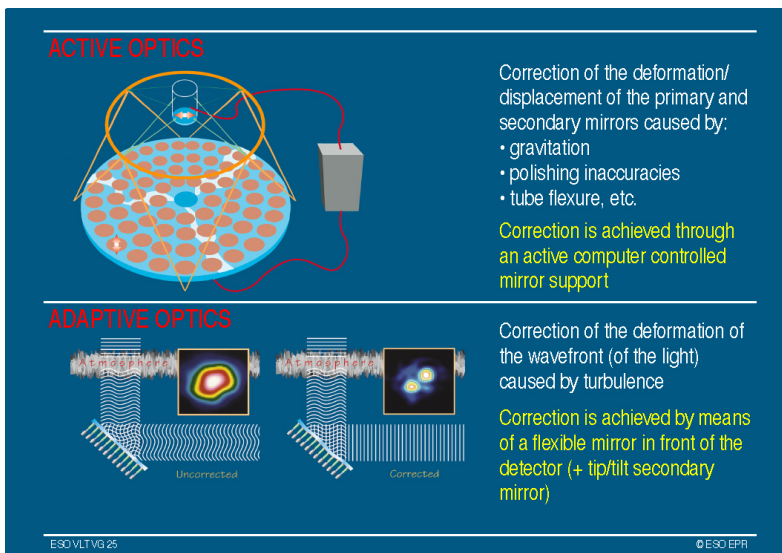


Figure 12: Principles of active (top panel) and adaptive (bottom) optics (Credit: ESO).

of the main mirror (Sect. 2.2.4) due to temperature variations and due to flexure because of its own weight (Fig. 12, top panel). The **active optics method** uses the deformability of small mirrors to bring them into an ideal form. This is done with a high number (≈ 100) of so-called actuators that push and draw the mirrors. By continuous monitoring of the reference star, e.g., a bright star, the quality of the complete optics can be kept almost ideal, Figure 13 shows, as an example, the mirror mounting of one of the VLT telescopes.

2.3 Image detectors

Once the light of an astronomical object is collected by a telescope, it has to be physically analyzed. Even with the bare eye, quantitative astronomical measurements are possible. E.g., the brightness scale that is still used in astronomy is based on the (coarse) logarithmic sensitivity of the eye. For precise measurements, however, the eye is not well suited. With the invention of photography at the mid/end of the 19th century, it became possible to build a detector that is independent from the individual observer and that can integrate over a longer time interval. Therefore, photographic films and plates were the dominating astronomical detectors until the end of the 1970s. With the development of electronic detectors, in particular the

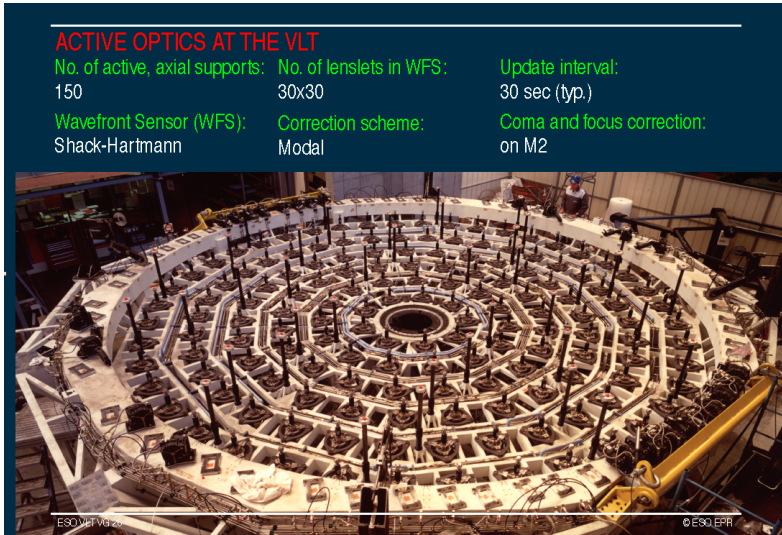


Figure 13: Mirror mounting of an 8 m VLT telescope with active elements to adjust the form of the main mirror (Credit: ESO).

Table 1: Band gaps of different semi-conductor materials. (McLean, 1997, Table 6.2).

Material	Temperature [K]	Band gap [eV]
CdS	295	2.4
CdSe	295	1.8
GaAs	295	1.35
Si	295	1.12
Ge	295	0.67
PbS	295	0.42
InSb	295	0.18
	77	0.23

Charge Coupled Device (CCD), these were more and more replaced. Only for very special niches photography was indispensable because very large light-sensible area (photo plates up to 36 cm×36 cm) could be produced. Today, no manufacturer (like Kodak before) is willing to produce photo plates anymore. Instead, arrays of CCDs were developed that could compete with the photo-plate areas. Therefore, the CCD is *THE* image detector for optical astronomy par excellence.

2.3.1 Basic principles of CCDs

The Charge Coupled Device was invented by W.S. Boyle and G.E. Smith in the **Bell Laboratories** in 1969 and the **patent for the CCD** was issued in 1974. An overview about the development history of the CCD is given by **McLean (1997)**.

A CCD is a semiconductor detector that consists of a two-dimensional grid of silicon diodes. Incoming photons create electron-hole pairs in the solid-state body if their energy is high enough to shift the electrons from the valence band to the conduction band (inner photo effect, i.e., the photon energy has to be higher than the valence-conduction band gap. For a silicon semiconductor this is 1.12 eV (Table 1). To integrate over a longer time interval, the released charge can be collected in potential troughs at the boundary layer between the p and n doted silicon using an external voltage. The created charge is proportional to the incoming light flux on the image element (pixel).

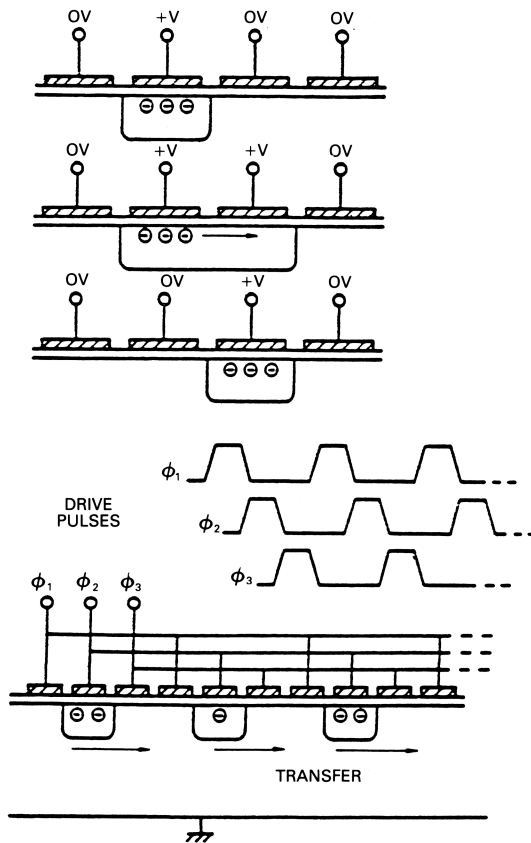


Figure 14: Scheme and principle of the read-out method of a three-phase CCD. Charges below the electrodes are moved by stepwise potential changes on the pixels. (McLean, 1997, Fig. 6.9)

Exercise 6: Estimate how much electrons per photon are created in a silicon semiconductor by light with a wavelength of $\lambda = 4686\text{\AA}$. Why is it impossible to use such a semiconductor as a CCD for infrared radiation in the K band at $\lambda = 2.2\mu$? Which material would you select?

After the end of the exposure, the pixel potentials are changed to move the charges line by line to the image border where they are read out sequentially by an amplifier (Fig. 14). The charges are voltages that are transformed by an analogue-digital converter into data (counts). For astronomy. CCDs are in particular interesting because of the following characteristics:

Efficiency: The quantum efficiency is up to $\approx 100\%$, i.e., all incoming photons are registered. This is about 100 times more efficient than conventional photo plates. Figure 15 shows a comparison of quantum efficiencies of astrophysical detectors.

Linearity: In addition to the higher sensitivity, the advantage of CCDs in comparison to photography is their linearity. The measured charge is proportional to the light flux. Therefore, it is not necessary to measure a characteristic density curve (that gives an additional uncertainty). To obtain high-quality images with photo plates needs high experience. In contrast, CCDs are very easy to handle. Another advantage of CCDs is that images are available immediately in digital form while photo plates need to be developed and subsequently digitized.

Spectral sensitivity: Common CCDs have their maximum sensitivity in the red wavelength range (600 nm–700 nm, Fig. 15). Special coatings and the use of back-side illuminated CCDs extends the sensitivity to shorter wavelengths. Today, CCDs are available with sensitivity even in the X-ray regime.

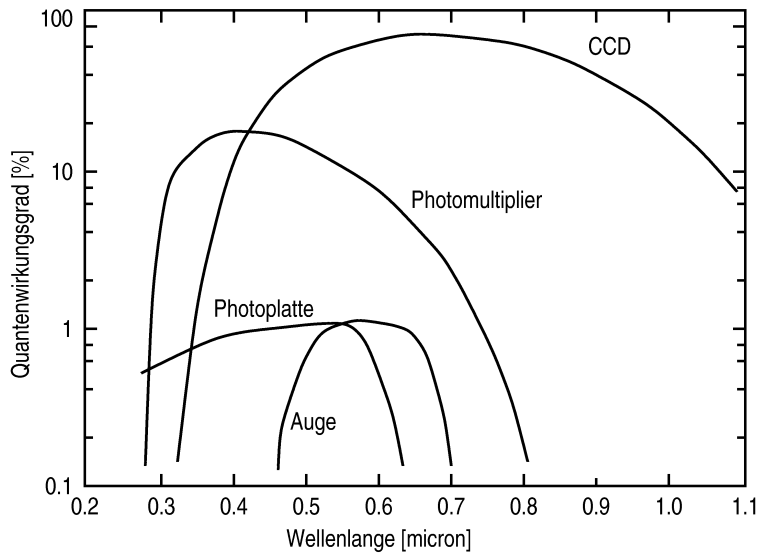


Figure 15: Comparison of astrophysical detectors. The wavelength dependence of the quantum efficiency (analyzable quantity of light in % of the incoming light) is shown on a logarithmic scale for CCD, photo multiplier, photographic plate, and naked eye.

Low background: Even without incoming light, a so-called dark current occurs because some electrons reach the conduction band due to their thermal energy and, thus, add noise to the image. The dark current is temperature dependent. In practice, it is reduced by CCD cooling with liquid nitrogen or Peltier elements. In advanced CCDs, the dark current is strongly reduced and even long exposures are possible without significant perturbation.

CCDs also register incoming high-energy cosmic particles or ambient radioactivity. Such an event leaves a high charge on the hit pixels and the image is not usable. These so-called *Cosmics* limit the exposure duration. Thus, exposure times of more than a hour are not reasonable. In general, they are split in sub exposures that are subsequently co-added to improve the signal-to-noise ratio (S/N).

Dynamics: While the minimum measurable intensity is determined by the dark current, the maximum is given by the storage capability of the pixel's potential well. For astronomical CCDs, the dynamical range is about 1000:1 and for classical photo plates only 30:1, i.e., in one observation both bright (e.g., stars and nebulae) and faint regions (e.g., nebular filaments) can be analyzed. The image depth depends on the employed analog-digital converter. Its dynamical range should be higher than that of the used CCD. Commonly, it is between 16 and 32 bit.

Read-out time: During the read out of a CCD, the charge pattern should not be washed out and, thus, the read-out time cannot be increased more and more. For a small camera, it takes a few seconds and for a large chip about some minutes. To analyze faster processes, standard CCDs are not well suited. E.g., for fast photometry, solely photo multipliers are used. The development of low-noise and fast read-out electronics is a current issue. The Institute for Astronomy and Astrophysics Tübingen is involved in the development of fast read-out electronics for X-ray CCDs aboard space-based missions.

2.3.2 CCDs in astronomy

Presently, astronomical CCDs consists of about 320×512 to $8k \times 8k$ pixels. Their typical sizes are $7\mu\text{m}$ to $20\mu\text{m}$. The total detector area is small in comparison to conventional photo plates, i.e., the sky image (at astronomical telescopes) shows only a few arc minutes. For most individual astronomical objects this is no limitation because their apparent angular diameter is very

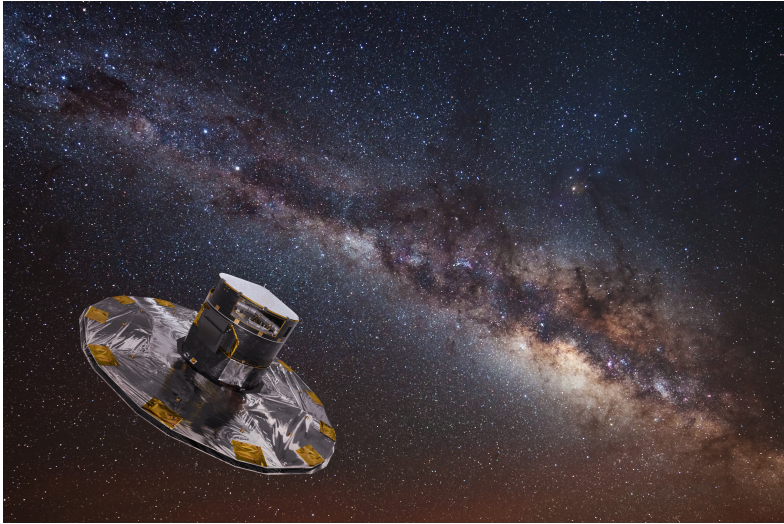


Figure 16: Artist's impression of Gaia mapping the stars of the Milky Way. Credit: ESA/ATG medialab; background: ESO/S. Brunier

small. Extended sky surveys, e.g., the Palomar Sky Survey that was realized with Schmidt cameras (field of view $6^\circ \times 6^\circ$), or the Gaia mission (Fig. 16, <http://sci.esa.int/gaia>) are possible only with enormous effort (CCD arrays). The spatial resolution is determined by pixel size and reproduction scale of the optics. To exploit the instrument's resolving power at good atmospheric conditions, individual pixels should represent less than one arc second of the sky.

The typical field of application of CCDs in modern astronomy are imaging and the measurement of stellar magnitudes (photometry). Moreover, CCDs are used as radiation detectors in spectroscopy.

Images are commonly obtained using filters. Images at the energy of a single emission line are, e.g., used to analyze the ionization of different objects.

Spectroscopy: The CCD is used as a high-sensitive linear detector where the spectrum of an object (produced by a spectrograph) is projected on the CCD.

Photometry: Quantitative flux determinations from a time series of CCD exposures are compiled to a light curve.

Astrometry: is the measurement of angular distances of stellar objects based on images.

In the experiment "*Photometry and Spectroscopy*", we will address the first two of the upper points.

2.4 Spectroscopy

The purpose of a spectrograph is to display the intensity of light as a function of wavelength. While the spectrum is created by refraction in a prism spectrograph, diffraction is used in a grating spectrograph. The spectrograph, however, has to be as efficient as possible because the light sources may be very faint.

Nowadays, modern spectrographs are built exclusively with gratings instead of a prism as dispersing element because a prism spectrograph shows a non-uniform dispersion while the dispersion of a grating spectrograph is linear in good approximation. Moreover, instead of transmission gratings mostly reflection gratings are used, where interference in the reflected light are observed.

There are several advantages of a reflection grating compared to a transmission grating. Light does not have to go through a medium different than air and, thus, no perturbations due

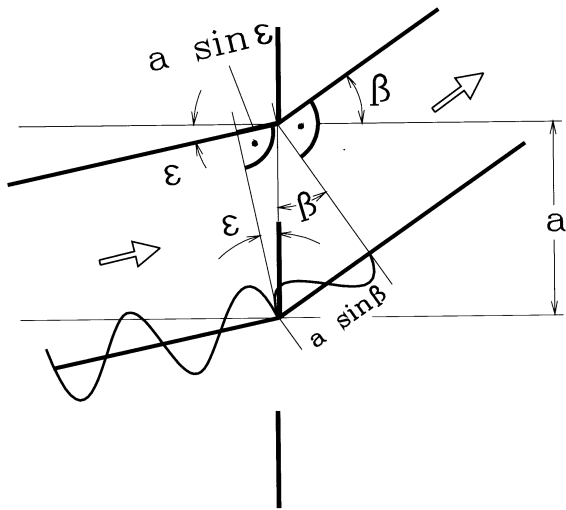


Figure 17: Diffraction geometry at the double slit: neighboring orders lie apart by $\lambda/a = \sin \beta - \sin \epsilon$; a is the distance of the parallel grating lines, ϵ is the angle of incidence, and β the exit angle. (Schmidt, 1995)

to chromatic aberration occur. Reflection gratings are simple to produce and, thus, cheap. The main advantage is, that they can be “blazed”, i.e., most of the available light can be diffracted into one order. This method strongly reduces light loss at the diffraction grating.

For the spectrograph quality, particularly two criteria are crucial. On the one hand, a high angular dispersion provides a widely dispersed spectrum, and on the other, the resolving power determines if two adjacent spectral lines can be distinguished. In the following, we will first briefly describe the diffraction theory of a grating. Then, we will go into detail and focus on the quality criteria dispersion und resolving power. For further reading, we recommend Schmidt (1995) und Staudt (1993).

2.4.1 Diffraction theory of a grating

The diffraction theory for a reflection grating and a transmission grating is the same. For better illustration, we describe it for a transmission grating in the following. Figure 17 shows the intensity maxima for a grating that occurs if the path difference of $\Delta = a(\sin \beta - \sin \epsilon)$ between neighboring rays equals an integer multiple n of the wavelength λ , and it is

$$\sin \beta - \sin \epsilon = \frac{n\lambda}{a} \quad . \quad (10)$$

Neighboring orders are separated by $\sin \beta - \sin \epsilon = \frac{\lambda}{a}$. Thus, the location of the respective main maxima for the interference of a grating for monochromatic light of wavelength λ does not depend on the number N of grating lines, but on the wavelength of the light. The 1st order maximum of long-wavelength light forms under a larger angle than that for short-wavelength light. Between the main maxima are $N - 2$ weak secondary maxima, which become weaker with increasing line number N . Simultaneously, the sharpness of the main maxima increases.

In the considerations above it was assumed that the individual grating slits are infinitely narrow and only one elementary wave is emitted. In practice, this is not the case. The spherical waves, that leave the grating slits, interfere with each other. Therefore, the interference pattern of a grating is modulated by the one of a single slit. The function of the single slit interference pattern is the envelope of the grating interference pattern and, thus, the main maxima of the grating have different amplitudes. E.g., at the location of the single slit minima, the maxima of the grating can be totally eliminated. Most notably, the 0th order maximum, that contains no diffraction information, has highest amount of light.

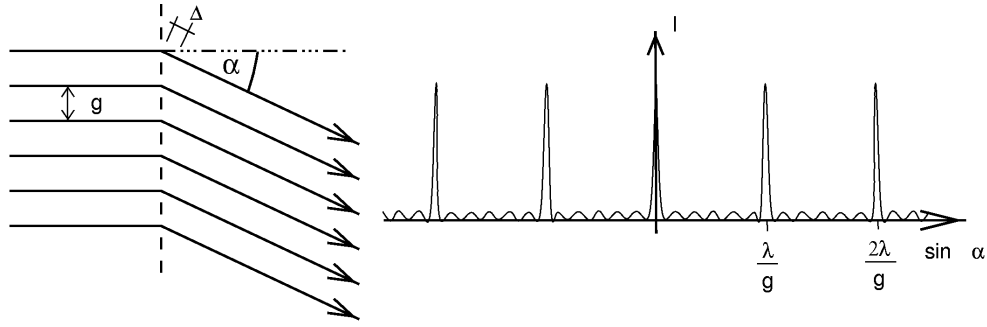


Figure 18: Grating diffraction. $n = \pm 1, \pm 2, \pm 3, \dots$: spectral order, g : distance of the parallel grating lines, α : reflection angle, Δ : path difference (Staudt, 1993)

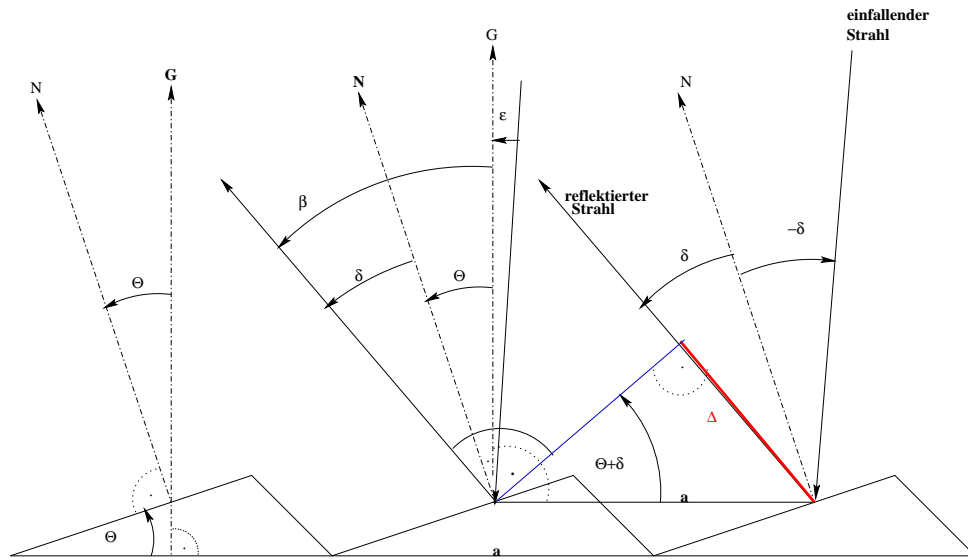


Figure 19: Light path on a blaze grating: incident rays are reflected with a path difference $\Delta = na \sin(\Theta + \delta)$, G : grating normal, N : mirror normal, Θ : blaze angle, δ : incident and reflection angle. Einfallender Strahl = incident ray, Reflektierter Strahl = reflected ray.

For a reflection grating, this can be avoided if the individual slits are produced as wedged steps with the blaze angle Θ (Fig. 19). Then, the incident rays are reflected from the different steps with a path difference of $\Delta = na \sin(\Theta + \delta)$. In analogy to a normal grating, maxima of n^{th} order form if the path difference is an integer multiple of the wavelength. Thus, the main fraction of the light can be used as information. To determine the wavelength range of a blaze grating, we assume a monochromatic light source. For light with wavelength λ_B with incident and reflection angle δ on the blaze mirror, it is

$$\varepsilon = \delta - \Theta \quad \text{und} \quad \beta = \Theta + \delta \quad (11)$$

and, thus,

$$\frac{\Delta}{a} = \frac{n\lambda_B}{a} = \sin(\Theta + \delta) = \sin(2\Theta + \varepsilon) \quad . \quad (12)$$

Therefore, wavelength λ_B , reflection angle δ , and blaze angle Θ are in close relation. A very small change of the reflection angle δ shifts the location of a spectral line within an order. By a change of the incident angle due to a rotation of the grating, it is possible to detect a wide wavelength range in smaller sections.

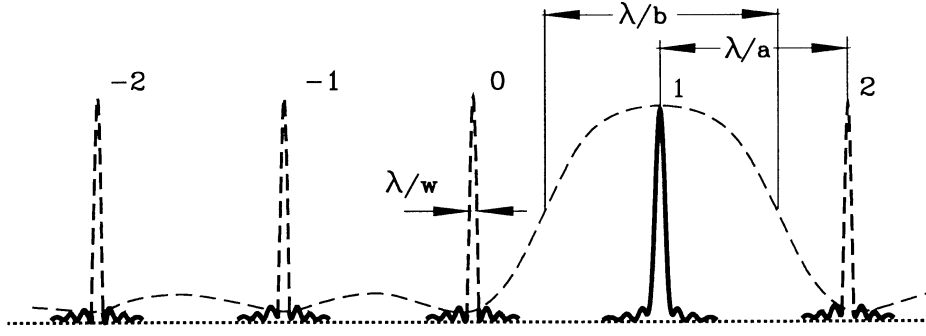


Figure 20: Grating “blazed to 1st order” (Schmidt, 1995).

For non-monochromatic light, the intensity distribution is determined by diffraction at the whole grating. This distribution is called blaze function of the grating. Their width at half of the maximum intensity is the so-called useful wavelength range (Fig. 20). It is

$$\Delta\lambda = \frac{\lambda_B}{n} \quad (13)$$

where n is the diffraction order and the blaze wavelength λ_B is the central wavelength. The maximum useful wavelength range is achieved at $n = 1$.

2.4.2 Dispersion

The dispersion is a measure for the wavelength interval of a spectrum in order n that is shifted by increasing angle. In the following derivation, the incident angle is zero for simplicity. Diffraction maxima form according to Equation 10 for

$$\lambda = \frac{a \sin \beta}{n}. \quad (14)$$

where β is the reflection angle, a the distance of the grating lines, and n is the order of the spectrum. Thus, it is

$$\frac{d\beta}{d\lambda} = \frac{n}{a \cos \beta}. \quad (15)$$

Since β is small in general and, thus, $\cos \beta \approx 1$, the dispersion is almost constant within one order. This is a significant advantage of the dispersion grating over a prisma which has a non-linear dispersion. Commonly, the dispersion is given in Å/mm.

2.4.3 Resolving power

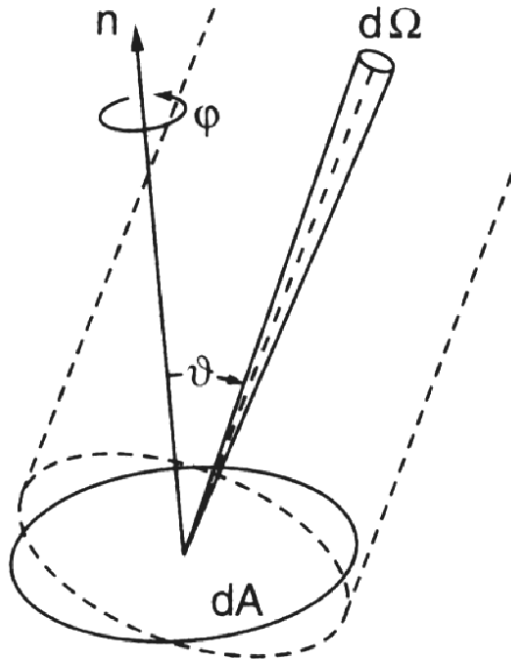
For the derivation of the spectral resolution of a spectrograph, we assume that the intensity distributions of two lines with the wavelengths λ and $\lambda + \Delta\lambda$ just can be distinguished if the main maximum of one line falls in the first minimum of the other line. The ratio

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

is called resolving power of a spectrograph. For a grating spectrograph, it is

$$\frac{\lambda}{\Delta\lambda} = Nn \quad (17)$$

Figure 21: Definition of intensity (Credit: Unsöld & Baschek, 1988, Fig. 4.2.1).



where N is the number of diffraction lines and n the diffraction order.

The spectral resolving power theoretically only depends on the order and the number of grating lines. In practice, it is hampered by a number of other factors. Besides the grating characteristics these are especially the optical layout of the spectrograph and the slit width. We will not describe these points in detail here.

2.5 Radiation theory

The electromagnetic radiation of an astronomical object is *the* essential information source, that is available to investigate their physical properties. For the following exercises, we need a description of the radiation field.

2.6 Radiation intensity and radiation flux

Regarding a radiating area like, e.g., a stellar surface, the *intensity* I_ν is the energy ΔE of the radiation field, radiation within the frequency interval $[\nu, \nu + \Delta\nu]$, the time interval $[t, t + \Delta t]$ into the solid angle $\Delta\omega$ around the surface normal \vec{n} and through the surface element perpendicular to \vec{n} at location \vec{r} with the area ΔA (Fig. 21). It is

$$I_\nu(\nu, \vec{n}, \vec{r}, t) := \frac{\Delta E}{\Delta\nu \Delta t \Delta\omega \Delta A \cos\vartheta} .$$

The *radiation flux* F_ν into the direction \vec{n} results from the integration over all solid angles, it is

$$F_\nu = \int_0^\pi \int_0^{2\pi} I_\nu \cos\vartheta \sin\vartheta d\vartheta d\varphi .$$

For an isotropic radiation field the radiation flux is equal to zero. At a stellar surface, the radiation stems only from one hemisphere (from the stellar interior). Irradiation from outside can be neglected (disregarding double stars here). The emergent radiation flux of a star is, thus,

$$F_\nu^+ = \int_0^{\pi/2} \int_0^{2\pi} I_\nu \cos\vartheta \sin\vartheta d\vartheta d\varphi .$$

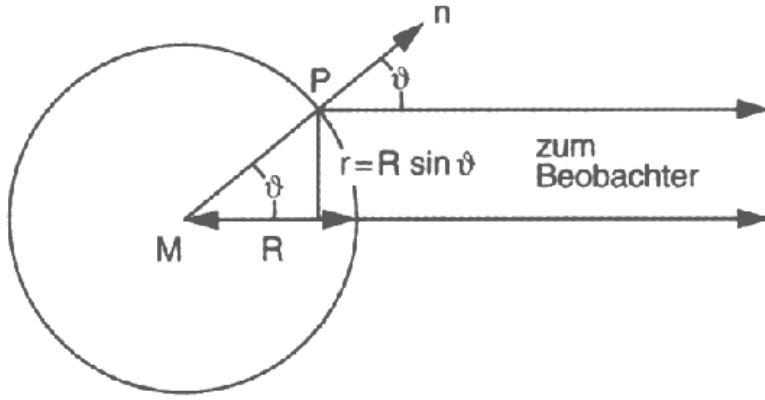


Figure 22: Mean intensity of a stellar disc (Credit: Unsöld & Baschek, 1988, Fig. 4.2.3). zum Beobachter = to the observer.

The mean intensity \bar{I}_ν of a projected stellar disc (Fig. 22) is given by

$$\pi R^2 \bar{I}_\nu = \int_0^{2\pi} \int_0^{\pi/2} I_\nu(\vartheta, \phi) R^2 \cos \vartheta \sin \vartheta d\vartheta d\phi \quad .$$

Canceling R^2 and comparing to the definition of emergent radiation flux, we obtain

$$\pi \bar{I}_\nu = F_\nu^+,$$

i.e., the mean intensity of the stellar disc is proportional to the radiation flux at the stellar surface. For a star with radius R at distance r to the observer, for the radiation flux f_ν we obtain at the detector

$$f_\nu = F_\nu R^2 / r^2 \quad .$$

The total radiation intensity I as well as the total radiation flux F result from integration over all frequencies.

2.6.1 Radiation in thermodynamic equilibrium

The intensity spectrum of a gas in thermodynamic equilibrium is given by *Planck's law* („black-body radiation“, Fig. 23)

$$B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad .$$

The total emergent radiation can be written as

$$F^+ = \pi B(T) \quad ,$$

and, following the *Stefan-Boltzmann law*, it is proportional to fourth power of the temperature,

$$F^+ = \pi B(T) = \sigma T^4 \quad ,$$

with the *Stefan-Boltzmann constant* $\sigma = 5.67 \cdot 10^{-8} \text{W m}^{-2} \text{K}^{-4} = 5.67 \cdot 10^{-5} \text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{K}^{-4}$.

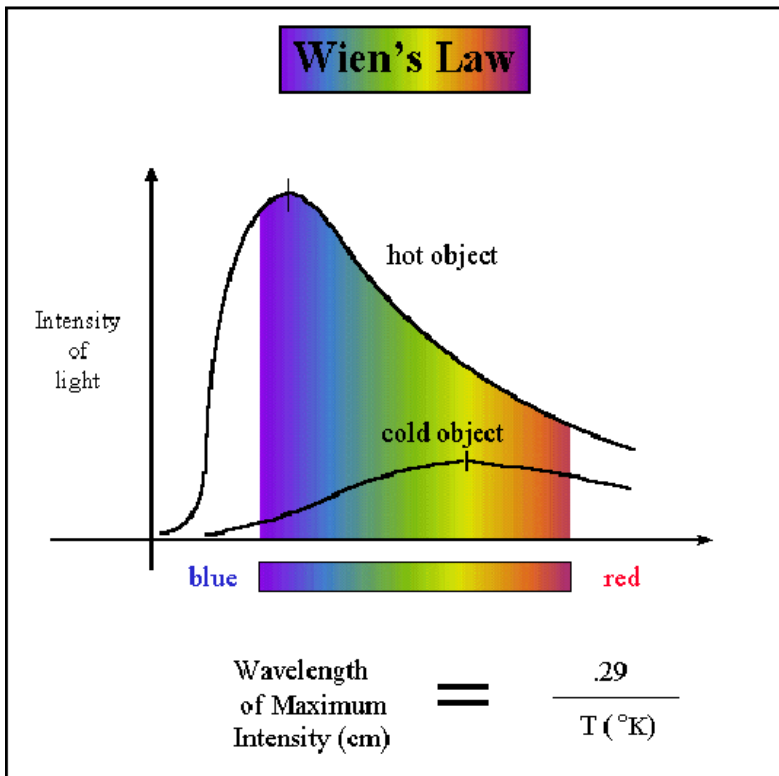


Figure 23: Planck function, Wien's law of displacement.

2.6.2 Effective temperature and luminosity

Stars are not in thermodynamic equilibrium and, thus, their energy distribution is not that of a black body. Nevertheless, Planck's radiation formula can be used for a coarse description. From the comparison of the total flux of a star and a black body, we can define the *effective temperature*

$$\sigma T^4 = \pi B(T) = F = \sigma T_{\text{eff}}^4 \quad .$$

The effective temperature of a star is the temperature a black body must have to radiate the same amount of energy per unit area and unit time.

The total energy per unit time that is emitted from a star, namely its *luminosity*, is given by the product of the total radiation power with the stellar surface area, it is

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

2.6.3 Magnitude and color

The astronomical magnitude definition expresses on the one hand the logarithmic sensitivity of the eye and on the other the ancient brightness classification of Hipparch. The *apparent magnitude* on an object with radiation flux s_1 relative to another object with radiation flux s_2 is defined by

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log(s_1/s_2) \quad .$$

Examples are Wega (α Lyr) with a visual magnitude of $0^{\text{m}}14$, Sirius with $-1^{\text{m}}6$ and the Sun with $-26^{\text{m}}8$. Besides the spectral energy distribution of an object, the magnitude depends on the sensitivity of the instrument. Ideally, it depends on the used filter only. Magnitudes in different filters are identified by an respective index. We use a filter system, close that defined by Johnson and Morgan (Fig. 24, Table 2).

Table 2: Color filters used at the Tübingen 80cm telescope, cf., Fig. 24.

Band	Wavelength Range	Effective Wavelength ($\lambda_{\text{eff}} / \text{\AA}$)
U	ultraviolet	3500
B	blue	4350
V	visual	5550
R	red	7100
I	infrared	9700

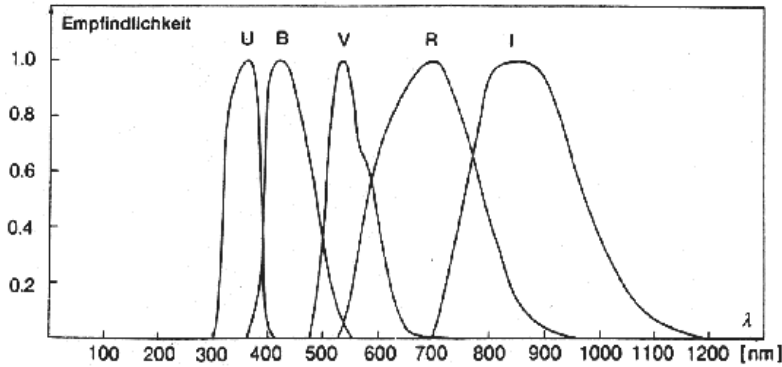


Figure 24: Filter functions of the Johnson system (U, B, V, R, I) (Credit: Unsöld & Baschek, 1988, Fig. 4.4.1). Empfindlichkeit = sensitivity.

The difference of two filter magnitudes is called *color*, for which always $m_{\text{short-wavelength}} - m_{\text{long-wavelength}}$ is given. Due to the relative definition, the zero point is optional. It is relating to Wega, that should have a value of 0 in all filters.

2.7 Color-magnitude diagram

Das *color-magnitude diagram* (CMD, Fig. 25) is the fundamental diagram of stellar astrophysics. The color is a measure for the effective temperature.

Exercise 7: Explain the temperature-color relation with blackbody energy distributions. Why is no significant impact on the color (B-V) detectable with a change of temperature for very hot stars? Hint: think about the flux maximum in case of high temperatures ($> 20000\text{K}$) and the B and V bands.

The magnitude is a measure for the luminosity, but it is dependent on the distance. In a color-magnitude diagram of a star cluster, the stellar magnitude differences directly show the luminosity differences because all stars are, in 1st approximation, at the same distance (the cluster's extent is much smaller than its distance).

The color-magnitude diagram is equivalent to the *Hertzsprung-Russell diagram* (HRD), where the magnitude is shown depending on the spectral type (below), that is also a measure for the effective temperature. An alternative version is the physical Hertzsprung-Russell diagram with luminosity and effective temperature on its axes. Stars have characteristic positions in HRD and CMD. A comparison of stellar positions in the HRD with evolutionary calculations allow to determine the evolutionary state of a star. Since all stars of a cluster have the same age, a CMD of it allows a comparison with theoretical CMDs to determine its age. A nice review (in German) about open clusters can be found in the appendix of this manual.

2.8 Spectral classification

Stellar spectra display the physical conditions in the outer envelope. From a comparison of observed and theoretical spectra, photospheric parameters like, e.g., effective temperature, surface

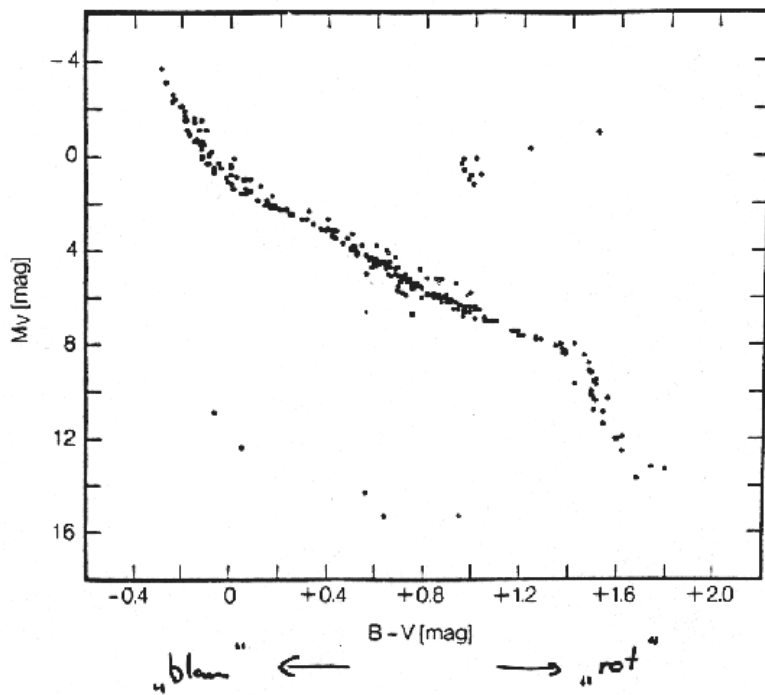


Figure 25: Color-magnitude diagram (Credit: Unsöld & Baschek, 1988, Fig. 4.5.2).

gravity, and chemical composition can be determined. This allows, with known distance, the classification in the HRD. To avoid a detailed spectral analysis for every new star, a classification of stellar spectra is helpful. New objects have to be matched in the classification scheme to coarsely determine their parameters.

Currently the classification of Morgan and Keenan, who defined a two-parameter classification (Fig. 26) using *Spectral type* and *luminosity class* is commonly used. The spectral type is indicated by the letters O, B, A, F, G, K and M following the *Havard classification*. Each spectral type has ten subtypes from 0 to 9. Recently, the introduction of two further spectral types, namely L and T, has become necessary for very red objects. The classification results from the strengths of different spectral lines (Fig. 27). The spectral type is a direct measure for the effective temperature,

Exercise 8: Which effective temperatures are related to spectral classes B and M? Why is the strength of Balmer lines with increasing effective temperature increasing first and then decreasing? (Fig. 28)?

The second parameter, the luminosity class (I: Super giants to V: dwarfs) regards the line widths. For the same spectral type, e.g., the line widths of the Balmer lines decrease with decreasing luminosity class.

Exercise 9: Which is the spectral class (in detail) of the Sun?

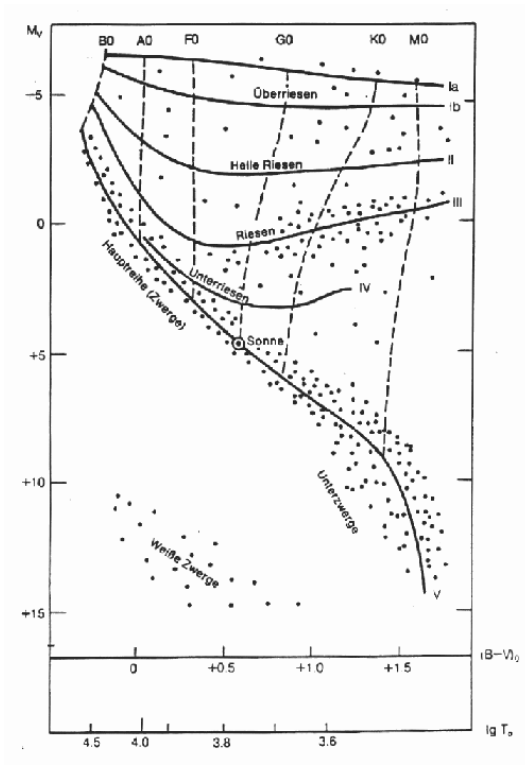


Figure 26: Schematic HRD with luminosity classes (Credit: [Karttunen et al., 1990](#), Fig. 9.9).

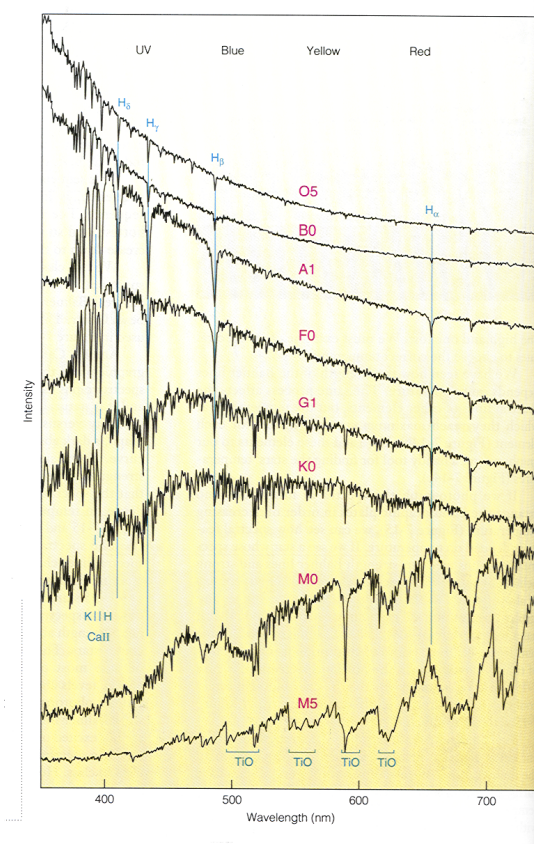


Figure 27: Spectral classification (Credit: [Seeds, 1997](#), Fig. 7-16).

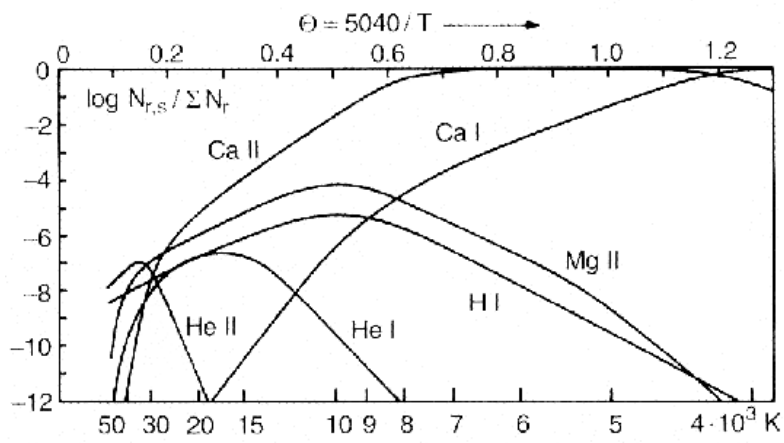


Figure 28: Temperature dependency of line strengths of different elements.



Figure 29: 80 cm reflector in the IAAT garden in the year 2003.

3 Experimental setup

We will perform the stellar spectroscopy at the Institute for Astronomy and Astrophysics (IAAT), Sand 1, Tübingen. The experimental setup is the 80cm reflector in the garden of the IAAT, a 10 C spectrograph, and a CCD camera as detector for the obtained spectra. In the following sections, we describe briefly these components.

3.1 80cm reflector of the IAAT

The Tübingen 80cm reflector (Fig. 29, Table 3) was constructed by **Astro Optik Philipp Keller**. It is located in a dome with a diameter of 5.3 m build by **Baader Planetarium**. The telescope is mounted parallactically on a fork, has a friction drive, and is controlled entirely by computers. The tracking is realized by high-resolution encoders in real time. The precise mechanics has a RMS error much lower than one arc second even without encoder. Detailed information can be found under <http://www.astrooptik.com>.

3.2 10 C grating spectrograph

The spectrograph that is employed in Tübingen is a **10 C reflection grating spectrograph** of **Optomechanics Research, Inc., Vail, Arizona** (Fig. 30, Table. 4). Its entrance slit arrangement consists of three separate slits. The middle, longer, slit is for the object (star, Sun, flatfield, etc.). At both sides of the central slit, shorter slits with the same width like the central one are located.

Table 3: Technical data of the Tübingen 80 cm reflector.

	main telescope
primary mirror diameter D	800 mm
focal length f	6400 mm
aperture ratio f/D	8

**MODEL 10C
ASTRONOMICAL
SPECTROGRAPH**

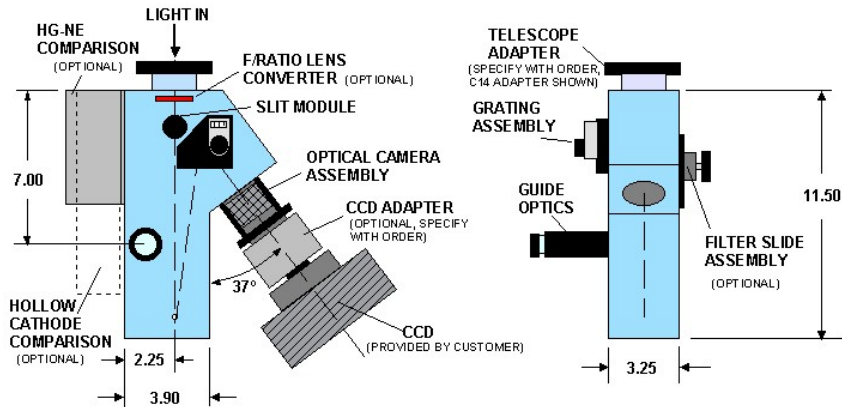


Figure 30: Layout of the 10 C spectrograph. Credit: (Optomechanics Research, 1997).

We have two optional slit arrangements with different slit width ($50\mu\text{m}$ and $100\mu\text{m}$). Due to an optical arrangement (lenses, mirrors, and optical fibers), the light of the two calibration lamps (Table 4) is falling on the secondary slits. Thus, the spectrum of an astronomical object and a wavelength calibration spectrum can be simultaneously recorded. In Tübingen, we use a mercury and a neon lamp. Figure 31 shows the emission-line spectrum of these two lamps. Table 9 gives the wavelengths of these lines. Following astronomical convention, ions are indicated using roman numbers. Hg I is, thus, neutral quicksilver, Hg II is Hg^+ , and so forth.

Just after the slits, a blue filter is located that can be moved in and out of the optical path by a slider. It is opaque in the wavelength range below 5100 \AA , i.e., it is impervious to light there, while about 90% of the radiation above 5500 \AA is transmitted. The blue filter is used to avoid a contamination of 1st order lines by 2nd order lines above 7500 \AA .

The 10 C grating spectrograph has two blaze gratings with grating constants of $g_1 = 600/\text{mm}$ and $g_2 = 1200/\text{mm}$. The spectrum coming from these gratings is focussed by a camera lens on the CCD detector of the HX916 camera (Sect. 3.3).

The CCD cameras that are used with the Tübingen 80cm telescope are the commercial cameras of the type STL-1001E (Tab. 5) from the Californian Santa Barbara Instrument Group (SBIG) and HX916 (Tab. 6) from Starlight XPress. The STL-1001E CCD is cooled by a Peltier element, that achieves $30\text{-}40^\circ\text{C}$ below the ambient temperature, The exposure time can be chosen from 0.01 s to 3600 s with a precision of 0.01 s. It is realized by a mechanical shutter. The cameras are controlled by the MaximDL software on the telescope computers.

Table 4: Technical data of the 10 C grating spectrograph.

mass	≈ 4.5 kg
camera	
focal length	$f = 135$ mm
aperture ratio	$f/D = 2.8$
collimator	
focal length	$f = 225$ mm
main slit (object)	
size	$50\ \mu\text{m} \times 1.5$ mm $100\ \mu\text{m} \times 1.5$ mm
inclination to optical path	35°
projection on camera	$40\ \mu\text{m}$ and $80\ \mu\text{m}$ $900\ \mu\text{m} = 100$ pixel
secondary slits (calibration)	
size like main slit $\times 0.75$ mm	
projection on camera	$455\ \mu\text{m} \approx 50$ pixel
grating 1	
size	25 mm \times 25 mm
number of lines	$g_1 = 600/\text{mm}$
1 st order maximum	$5000\ \text{\AA}$
dispersion	$1.04\ \text{\AA}/\text{pixel}$
$\Delta\bar{\lambda}$	$5.97\ \text{\AA}$
$\lambda/\Delta\lambda$	840 bei $5000\ \text{\AA}$
overlap	$300\ \text{\AA}$
grating 2	
size	25 mm \times 25 mm
number of lines	$g_2 = 1200/\text{mm}$
1 st order maximum	$5000\ \text{\AA}$
dispersion	$0.54\ \text{\AA}/\text{pixel}$
$\Delta\bar{\lambda}$	$2.85\ \text{\AA}$
$\lambda/\Delta\lambda$	1754 bei $5000\ \text{\AA}$
overlap	$160\ \text{\AA}$
Hg calibration lamp	
type	Osram Hg 100
voltage	45 V
current	1 A
power	$22 \dots 44$ W
Ne calibration lamp	
type	Osram Ne 10
voltage	30 V
current	1 A
power	30 W
blue filter	
opacity	$5100\ \text{\AA} - 5500\ \text{\AA}$
line freedom	in 1 st order $< 7500\ \text{\AA}$
size	12.5 mm \times 16.5 mm \times 3 mm

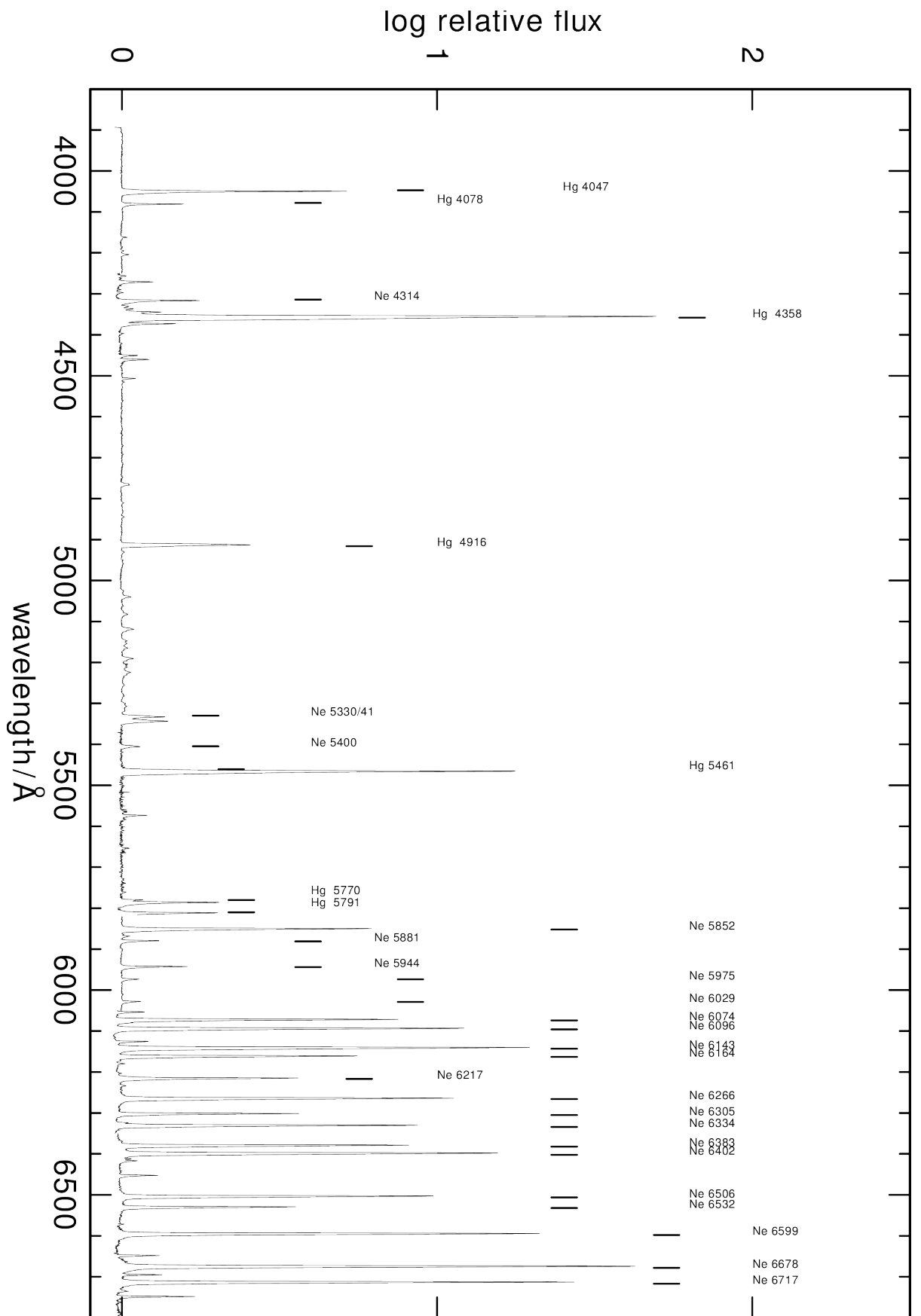


Figure 31: Hg/Ne calibration spectrum, obtained with the 1200 grating.

3.3 CCD cameras STL 1001E and HX916

Table 5: Technical data of the STL-1001E camera.

format	1024 × 1024 pixel
pixel size	24 μm × 24 μm
chip size	24,5 mm × 24,5 mm
cooling	$\Delta T = -40^{\circ}\text{C}$

Table 6: Technical data of the HX916 camera.

format	1300 × 1030 pixel
pixel size	6.7 μm × 6.7 μm
chip size	8.7 mm × 6.9 mm

“My dear Watson, try a little analysis yourself”, said he, with a touch of impatience. “You know my methods. Apply them, and it will be instructive to compare results”.

Conan Doyle
The Sign of the Four

4 Experimental procedure

4.1 Preparation

Exercise 10: Discuss briefly the basics that are described in the previous sections.

- coordinate systems
- construction of astronomical telescopes
- properties and comparison of different image detectors
- basics of CCDs
- basics of grating spectrograph
- color-magnitude diagram
- spectral classification

To repeat – solve all exercises above before the experiment and present the solutions at the day of the experiment.

The experiment consists of two parts. The first day (or night . . .) is an observational campaign to obtain the data. Prior to this, you should already have a general overview about the experiment, telescope, and detectors. Since we do not have many suitable nights at Tübingen, we have to use every available night, i.e., this requires a high level of flexibility. Please be aware that nights in Winter may be very cold and require warm clothes.

The observation night is announced on a short time scale via email (it is of great advantage if all participants have a smartphone and a WhatsApp group can be established) and confirmed at the day of the observation around 3 p.m. Own judgement via weather apps or respective websites is not sufficient.

The second day is scheduled already at the begin of the labworks. It is in general one of the last dates since the observations have to be performed before. It starts with an attestation. You have to do all exercises before and present the results. If there are no open questions, we start with the data reduction and evaluation of the photometric and spectroscopic data.

To minimize work and not to lose your nerves, please consider the following points

- do not minimize or maximize windows with the mouse
- do not close these windows
- decimal numbers require decimal points not commas
- do not use the `close_print` command without previous `open_print` command otherwise all variables have to be reset
- the photometry routine does not allow any backwards – without sufficient care, the work has to be restarted at the very beginning

In the following, we summarize the different steps. Please read the whole section to understand their sequence. The listed commands are the reference for the experiment. It is not necessary to understand them completely or to learn them by heart.

4.2 Stellar spectroscopy

To obtain stellar spectra, we use the 80 cm reflector (Sect. 3.1) with the 10 C spectrograph and camera HX916. The telescope is located in the dome behind the IAAT building. The preparation of the observation will be explained directly at the telescope and comprises

1. preparation of telescope and spectrograph
2. preparation of the dome
3. preparation of the computers

The program `MaximDL` is used at the one hand to control the camera (exposure, cooling, etc.) and on the other to perform simple data reduction. During our experiment, we perform the scientific exposures with this software while the data evaluation uses a special image reduction and analysis software (IDL).

To start the CCD, use the following steps

1. start `MaximDL` (it may take some second to establish a connection to the CCD)
2. set the cooling in “Kamera-Setup”, setpoint should be -30°C . *This value may not be reached.* A scientific exposure may be reasonable only, if a temperature at least below 0°C are achieved. If this is not possible in hot summer nights, everything will be explained, but the data evaluation will be done using data already available in the archive. If the cooling is sufficient, wait until a stable value is achieved.

To obtain a scientific observation, proceed like the following

1. `Settings`
2. activate Autodark
3. `Expose`
4. enter the exposure time (in seconds)

During the first ≈ 10 seconds of the expose, the light of the calibration lamps has to be observed as well. After the end of the exposure, the CCD read-out is starting automatically and the image is saved on the computer.

Subsequently, the image has to be saved using `File-SaveFilename` (with extension FIT), to be able to transfer the images to a different computer later. The FITS format (Flexible Image Transport System) is commonly used for CCD images all over astronomy. In contrast to other image format like, e.g., GIF or JPG, it does not use any data compression. The advantage of FITS is that it is machine independent and it contain meta data to describe the image.

For the experiment, the following images have to be taken

- One or more observations of stellar spectra with calibration spectra. The exposure time depends on the sky brightness. Approximate values for the exposure time are between 60 and 600 s.

- Some („Dark Frames“). These need to have the same exposure time like the scientific exposures.

Flat-field images are left out because these have to be taken at the beginning of the night from a star-free region of the sky. The time frame for these exposure is too narrow for this experiment.

Data reduction

The following steps are performed on a Linux computer. A minimum of Linux commands are necessary. These are

```
cd      = change directory
ls      = list
mkdir   = make directory
mv      = move (rename)
```

To start with the data reduction, follow this procedure. In the existing xterm window (here you start idl later, see below) type (substitute “<...>” by the individual values)

```
ls -l ~/<semester abbreviation , e.g., ws18>
cd
mkdir <your group name – from listing on the screen , e.g., group01>
cd <your group name>
cp ~/<semester abbreviation >/<your group name>/*.fit .
ls -l
```

In case that you have used blanks in the file names, please correct these, e.g.

```
mv 'M52 blue 120.fit' M52_blue_120_fit
```

To see the files with their names, open a second xterm window (second icon from right in the bottom bar) and enter

```
cd <your group name>
ls -l
```

Your challenge is to use the list of wavelengths (Table 9) and the calibration spectrum (Fig. 31) to identify lines and to mark them in a print out of your spectrum. Since the spectrograph has a linear dispersion in good approximation, you can subsequently calibrate your spectrum using linear regression.

The data evaluation is performed using the interpreter language IDL (Interactive Data Language) provided by Research Systems, Boulder, CO, USA, that is since September 2000 part of Kodak. IDL can be used interactively as well as to execute complete scripts. The great advantage of IDL is the simple treatment of arrays, i.e., it is well suited for image processing.

Start IDL using

```
idl
```

The program shows then the IDL command prompt

```
IDL>
```

Load the CCD image of the stellar spectrum in an array with the name `image` and visualize it in a window. Substitute `<filename.fits>` by your own file name with your extension. `header` is used as a necessary variable.

```
IDL> image=readfits('<filename.fits>',header)
IDL> ccd_tv,image
IDL> shade_surf,image
```

Start now the routine `show_xy` to display the cursor position in the image window. Note the `y` positions of the calibration spectra and the upper and lower edge of the stellar spectrum.

```
IDL> ccd_tv,image
IDL> show_xy
```

Quit `show_xy` by a right mouse click in the image window. Save the noted values as variables. In case of the stellar spectrum, take care to enter the lower and upper value right. Here is an example for the variables `yca1` and `yspec`,

```
IDL> yca1 = <y value of the middle of the upper calibration spectrum>
IDL> yca2 = <y value of the middle of the lower calibration spectrum>
IDL> yspec1 = <y value of the lower limit of the stellar spectrum>
IDL> yspec2 = <y value of the upper limit of the stellar spectrum>
```

Copy each one line from the image, to save the intensity of the calibration and of the stellar spectrum. *Explanation:* You use the two-dimensional array `image` with `x` index `*` = *all elements* and the previously saved `y` index. The arrays `calarr` and `specarr` contain the respective intensities:

```
IDL> calarr1 = image[*,yca1]
IDL> calarr2 = image[*,yca2]
IDL> specarr = image[*,yspec1]*1.0
IDL> for k=1,yspec2-yspec1+1 do
    specarr = specarr + image[*,yspec1+k]*1.0
IDL> specarr = specarr / (yspec2-yspec1+1)
```

Plot the array content in a windows. *Hint:* With `/ylog`, you chose a logarithmic representation. `ystyle=1` lets IDL use the actual minimum and maximum values.

```
IDL> plot,calarr1,/ylog,ystyle=1
IDL> oplot,calarr2
IDL> plot,specarr,ystyle=1
```

Create a print out of these plots. On the print out, axes should be labeled and a plot title has to be given. The plot has to be directed in a file (here `calplot.ps`) that can be printed. Be aware that long lines experience automatically a line break into the next line.

```

IDL> open_print, 'calplot.ps', /postscript
IDL> plot, calarr1, /ylog, ystyle=1, title="Calibration Spectrum",
      ytitle="Intensity", xtitle="Pixel Number"
IDL> close_print, /ghost

```

The last command line invokes the program `ghostview` to display `calplot.ps` on the screen. Via the menu “File/Print ...”, it can be printed on the selected printer (the name of the printer is “prakt”).

Plot the calibration spectrum on the screen again (using the arrows keys, you can recall previous commands) and call the `show_xy` to determine the x locations of the calibration lines. Note these on the print out.

```

IDL> plot, calarr1, /ylog, ystyle=1, title="Calibration Spectrum",
      ytitle="Intensity", xtitle="Pixel Number"
IDL> show_xy

```

Use the cross correlation (`c_correlate`) to measure the shift between both calibration spectra. How large is the shift to be considered for the stellar spectrum? `indgen(41)-20` creates an array with integer values from -20 to $+20$. The x value of the peak gives the shift. If you have the feeling, that the shift maybe more than 20 pixel, adjust the limits for the `indgen(41)-20` command.

```

IDL> shift = indgen(41)-20
IDL> fit = c_correlate(calarr1, calarr2, shift)
IDL> plot, shift, fit

```

Subsequently, try to identify these lines in comparison with the calibration spectra. Be aware, that the lines’ intensities may have different ratios – important are the lines’ distances!

Note wavelengths of the identified lines. Enter the measured pixel numbers and wavelengths of the identified lines in one array, respectively. Add the shifts of stellar spectrum and calibration spectra to `pixarr`. *Example:* pixel values in `pixarr` and wavelength values in `wvlarr`.

```

IDL> pixarr=[7, 26, 76, 122, 186, 231, 249, 345, 371, 432, 506, 542]
IDL> pixarr = pixarr + <measured shift>
IDL> wvlarr=[6143, 6164, 6217, 6266, 6334, 6383, 6402, 6506, 6532,
           6599, 6678, 6717]

```

Plot pixel vs. wavelength. In case of correct identification, you should see a straight line.

```

IDL> plot, pixarr, wvlarr, ystyle=1, psym=2

```

If this is not the case, check first the length of both arrays that should be equal. You can correct the entry if you recall the command, edit it, and reenter it. If there is no typo etc., most probably your identification is wrong. Try to improve your identification until you achieve a straight line. Print the calibration curve for documentation purpose.

```

IDL> open_print, "calibrationline.ps", /postscript
IDL> plot, pixarr, wvlarr, ystyle=1, title="Calibration Line",
      ytitle="Wavelength (A)", xtitle="Pixel Number", psym=2
IDL> close_print, /ghost

```


To determine the linear equation, perform a linear regression analysis. This is done by the IDL function `poly_fit`, where a polynomial fit to the pairs of X/Y values is made. The polynomial degree is one parameter. For a straight line, it is 1. You receive an array (here `a`) with the polynomial parameters.

```
IDL> a=poly_fit(pixarr,wvlarr,1)
```

Print the parameters

```
IDL> print,a
```

The first number is the y axis intercept of the fitted line, i.e., the wavelength of pixel number 0. The second is the gradient, i.e., the calibration factor in Å/pixel.

Now you have to wavelength calibrate the stellar spectrum. Therefore, you have to know the array size.

```
IDL> help,specarr
SPECARR          FLOAT          = Array[765]
```

The second line is the output of the `help` command. It indicates an array with 765 elements (765 is an example number here!). Create an array of the pixel values from 0 to 764 (`findgen(765)`) and apply the linear equation with the determined calibration parameters.

```
IDL> lambda=a[0]+a[1]*findgen(765)
```

The result is an array with wavelength values (here `lambda`) for every pixel value of the stellar spectrum.

```
IDL> open_print,"calibrationline.ps",/postscript
IDL> plot,pixarr,wvlarr,ystyle=1,title="Calibration Line",
      ytitle="Wavelength (A)",xtitle="Pixel Number",psym=2
IDL> oplot,findgen(765),lambda
IDL> close_print,/ghost
```

Plot your stellar spectrum with wavelength scale on the screen first and then print it. Print also the calibration-lamp spectrum with wavelength calibration.

```
IDL> open_print,"stellarspectrum.ps",/postscript
IDL> plot,lambda,specarr,ystyle=1,title="Stellar Spectrum",
      ytitle="Intensity",xtitle="Wavelength (A)"
IDL> close_print,/ghost
IDL> open_print,"calibrationspectrum.ps",/postscript
IDL> plot,lambda,calarr1,ystyle=1,/ylog,title="Calibration Spectrum",
      ytitle="Intensity",xtitle="Wavelength (A)"
IDL> close_print,/ghost
```

Recall `show_xy` and determine the wavelengths of the absorption lines.

```
IDL> plot,lambda,specarr,ystyle=1,title="Sellar Spectrum",
      ytitle="Intensity",xtitle="Wavelength (A)"
IDL> show_xy
```

Identify the most prominent lines using Appendix C. In addition, you may use the NIST Atomic Spectral Database (http://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/lines_form.html). In case that `show_xy` does not show coordinates, identify the lines based on your print outs. If you notice a difference of more than 1 \AA , it may be that the camera was not aligned parallel to the spectrum. You will encounter differences between the pixel positions in the upper and lower calibration spectrum. About half of this is the deviation between calibration spectrum and stellar spectrum. Consider this offset to identify other lines.

Hint: Go with the cursor to all line positions from the tables and check whether there is an absorption line or not.

Exercise 11: Demonstrate, based on your print outs, how the images had been reduced and were wavelength calibrated. What is the spectral type of the observed star?

Exercise 12: What is the physical and qualitative difference between the calibration lamp spectra and the stellar spectrum? Why do you see absorption lines in the stellar but emission lines in the calibration spectrum? What information can be extracted from the obtained stellar spectrum?

Finally, compare the observed stellar spectrum with a solar spectrum from the NOAO. Create a plot like usual, use axes labels, title, and mark the most prominent lines. It is advantageous to scan the plot range stepwise using `xrange=[3500,4500]`.

```
IDL> .r read_solspec
```

You may smooth the solar spectrum by a Gauss function.

```
IDL> smoothed_flux=gaussfold(WAVE_SOL, FLUX_SOL, 6)
IDL> plot, WAVE_SOL, smoothed_flux
```

An error message here, about float underflow or similar, is only an information from the IEEE arithmetics used by IDL.

4.3 Photometry of a stellar cluster

The photometry is also performed with our 80cm reflector. The preparation will be explained at the telescope. We use the STL-1001E camera. Its handling is almost identical to the HX916 camera, used for spectroscopy. A difference is the filter wheel that hosts different filters (Table 7). The filter wheel is controlled by `MaximDL`.

To improve photometric results, flat-field exposure may be taken for all used filters during dusk. Like in the spectroscopy part, we skip this point due to a too-short time in the observation night. The telescope has to point to an open star cluster and then, it has to be exposed.

Exercise 13: Obtain images of a stellar cluster in filters B and V. Some short exposures are better than one longer. Check the exposures to avoid overexposures (count rate below 70 % of the detector's full-well capacity. For these exposures activate the Autodark function for an automatic dark correction. Note the exposure duration.

Evaluation

To evaluate our photometry observations, we will use IDL again. With the program `MakeCMD`, this runs automatically. Follow the steps given by the program, and pay attention to notifications on the screen.

```
IDL> .r MakeCMD
```

First, the images taken with different filters are read and flatfield corrected. Then, the brightnesses in the different filters have to be adapted to brightnesses in standard filters. Therefore, some stars that can be identified in literature (e.g., SIMBAD, Webda) are marked and brightnesses in B and V from literature are compared with those in the observations. Subsequently, correction values for B and V have to be given.

To access star catalogues:

- SIMBAD (<http://simbad.u-strasbg.fr/Simbad>)
- WEBDA (<http://www.univie.ac.at/webda/navigation.html>)

How to use WEBDA

1. to display the page of the cluster: enter name of clusters
2. cluster chart
3. chart form
4. adjust axes (optionally the maximum brightness)
5. select stars, note B and B-V, calculate V

Table 7: Filters of the STL-1001E camera at the IAAT.

Filter		Band Width [\AA]
clear	C	3000 - 10000
luminance	L	4000 - 6800
blue	B	3900 - 5000
green	V	4500 - 5800
red	R	5800 - 6800

6. print graphics for the protocol

The next step is, to align the single images. It is necessary to mark the same reference star on all images. Then, the cluster stars on one image are identified manually. Subsequently, their brightnesses are determined automatically on all images. Stars close to the image edges are ignored. B-V of all stars is calculated and a color-magnitude diagram is created. the interstellar extinction has to be taken from literature and entered to the procedure,

To measure the cluster distance from Earth, the distance module has to be determined. From the CMD and ZAMS (zero age main sequence) plot, an estimate for $V - M_v$ has be determined and optimized to find alignment of CMD and ZAMS.

To calculate the cluster age, the absolute magnitude of the brightest stars in the CMD, that are still on the ZAMS, has to be determined. A second method is, to iteratively find an agreement between CMD and isochrones.

Exercise 14: What can be seen in your plotted CMD?

What are the distance and age of the stellar cluster?

Compare your results to literature values and discuss deviations.

5 Literatur

- Born M., Wolf E., 1980, Principles of Optics, Pergamon, Oxford, New York, 6th edition 4
- Bronstein I.N., Semendjajew K.A., 1987, Taschenbuch der Mathematik, Harri Deutsch 9
- Karttunen H., Kröger P., Oja H., et al., 1990, Astronomie, Springer, Berlin, Heidelberg 8, 25
- Kitchin C.R., 1984, Astrophysical Techniques, Adam Hilger, Bristol, Philadelphia, 1st edition 4
- McLean I.S., 1997, Electronic Imaging in Astronomy, Wiley-Praxis, Chichester, New York 13, 14
- Newton I., 1730, Opticks, Vol. 4th, William Innys, London reprint: Dover Publications, 1952 6
- Optomechanics Research 1997, Model 10C Cassegrain Spectrograph, Tucson 28
- Schmidt W., 1995, Optische Spektroskopie, VCH, Weinheim 17, 19
- Seeds M., 1997, Foundations of Astronomy, Wadsworth Publishing Company, 4. edition 25
- Staudt G., 1993, Experimentalphysik II, Attempto, Tübingen 2. Auflage 17, 18
- Unsöld A., Baschek B., 1988, Der Neue Kosmos, Springer Verlag, 4. edition 20, 21, 23, 24
- Weigert A., Zimmermann H., 1976, Brockhaus ABC der Astronomie, VEB F.A. Brockhaus, 7. edition 10

A Tentative objects for observation

Table 8: Object list.

Name	Typ
M11	open cluster
M29	open cluster
M35	open cluster
M36	open cluster
M37	open cluster
M38	open cluster
M52	open cluster
NGC 6819	open cluster
α Aql	Star
α Aur	Star
α Cyg	Star
β Cyg	Star
β Gem	Star
α Lyr	Star
α Ori	Star
η UMa	Star

B Wavelength calibration

Table 9: Laboratory wavelengths for Hg and Ne calibration lamps from Kurucz (<http://cfa-www.harvard.edu/amdata/ampdata/kurucz23/sekur.html>).

Ion	λ [Å]	Ion	λ [Å]	Ion	λ [Å]
Hg I	4046.559	Hg I	5790.660	Ne I	6266.495
Hg I	4077.827	Ne I	5852.488	Ne I	6304.789
Ne I	4314.252	Ne I	5881.895	Ne I	6334.428
Hg I	4358.323	Ne I	5944.834	Ne I	6382.991
Hg I	4916.062	Ne I	5975.534	Ne I	6402.246
Ne I	5116.503	Ne I	6029.997	Ne I	6506.528
Ne I	5330.777	Ne I	6074.338	Ne I	6532.882
Ne I	5341.094	Ne I	6096.163	Ne I	6598.953
Ne I	5400.562	Ne I	6143.062	Ne I	6678.331
Hg I	5460.731	Ne I	6163.594	Ne I	6717.043
Hg I	5769.593	Ne I	6217.281		

C Prominent lines in stellar spectra.

Hydrogen

H α	H β	H γ	H δ	H ϵ	H ζ	H η	H θ
6563 Å	4861 Å	4340 Å	4102 Å	3970 Å	3889 Å	3835 Å	3798 Å

H ι	H κ	H13	H14	H15	H16	H17	H18
3771 Å	3750 Å	3734 Å	3722 Å	3712 Å	3704 Å	3697 Å	3692 Å

Helium

He I	3820 Å	3965 Å	4009 Å	4026 Å	4144 Å
He I	4387 Å	4471 Å	5876 Å		
He II	3923 Å	4100 Å	4199 Å	4340 Å	4542 Å
He II	4686 Å	4861 Å	5411 Å	6678 Å	

Carbon

C II	4267 Å						
C III	4069 Å	4123 Å	4187 Å	4340 Å	4375 Å	4515 Å	4650 Å
C IV	4441 Å	4650 Å	4786 Å				

Nitrogen

N II	3995 Å	5005 Å	5679 Å
N III	4100 Å	4640 Å	
N IV	4057 Å		

Oxygen

O I	6158 Å							
O II	3749 Å	4119 Å	4317 Å	4320 Å	4349 Å	4415 Å	4417 Å	4649 Å
O III	3444 Å	3760 Å	4069 Å					
O IV	4786 Å							
O V	4123 Å	4157 Å	4187 Å					

Sodium

Na I	5890 Å	5896 Å						
------	--------	--------	--	--	--	--	--	--

Silicon

Si II	4128 Å	4130 Å
Si III	4552 Å	
Si IV	4089 Å	

Calcium

Ca I	4227 Å	4289 Å	4303 Å	4435 Å	4455 Å	5016 Å	5262 Å
Ca I	5270 Å	5589 Å	5857 Å	6122 Å	6439 Å	6718 Å	
Ca II	3934 Å	3968 Å					

Iron

Fe I	3930 Å	4005 Å	4045 Å	4064 Å	4144 Å	4250 Å	4260 Å	4272 Å
Fe I	4325 Å	4384 Å	4405 Å	4528 Å	4668 Å	4891 Å	4958 Å	5255 Å
Fe I	5269 Å	5616 Å	6609 Å	6663 Å	6678 Å			
Fe II	3914 Å	3938 Å	3945 Å	4179 Å	4233 Å	4385 Å		

Various metals

Mg I	3838 Å	5167 Å	5173 Å	5184 Å				
Mg II	4481 Å							
Sc II	4247 Å							
Ti I	4523 Å	4527 Å	4533 Å	4545 Å	4617 Å			
Ti I	4640 Å	4982 Å	5036 Å	6258 Å				
Ti II	4164 Å	4300 Å	4395 Å	4400 Å	4408 Å	4444 Å	4468 Å	
Cr I	4254 Å	4646 Å	4651 Å					
Cr II	4242 Å							
Mn I	3807 Å	4031 Å	4033 Å	4034 Å	4041 Å			
Sr II	4077 Å	4215 Å	4305 Å					
Sr III	4335 Å							
Eu II	4205 Å							

Molecules

CH	CN	CN
4300 Å	3883 Å	4216 Å

TiO	TiO	TiO	TiO	TiO	TiO
4585 Å	4761 Å	4954 Å	5000 Å	5167 Å	6159 Å

Emission lines in gaseous nebulae

[O I]	[O I]	[O I]	[O I]	[O II]
5007 Å	5577 Å	6300 Å	6363 Å	3727 Å

[O III]	[O III]	[O III]	[O III]
4363 Å	4391 Å	4959 Å	5007 Å

[Ne III]	[S II]	[Fe III]	[N I]	[Cl III]	[Cl III]	[N II]	[S II]
3868 Å	4069 Å	4658 Å	5200 Å	5517 Å	5537 Å	5754 Å	6723 Å

Telluric lines

O ₂	O ₂	O ₂	O ₂	O ₂	H ₂ O
6280 Å	6867 Å	6875 Å	6906 Å	7594 Å	7165 Å

D Structure of the protocol

1. Description and aims of the experiments

- What should be the result?
- What is the general context?

2. Material, methods, performance

- detailed description of the materials (telescope, cameras, spectrograph)
- detailed description of the experiment
- sketch of setup and processes
- description of problems and their solutions

3. Results

- tables of measurements (e.g., magnitudes of reference stars) with detailed explanations
- visualization with proper labels
- calculations, equation (e.g., distance module) with detailed explanations
- Exercise from this manual with solution and detailed description of the approach

4. Interpretation and discussion

- Were the aims achieved?
- What can we learn from the result?
- Has the experiment to be changed to improve the result?
- Discussion of deviations from literature values.

Eine Frage der Ehre

Der Wettstreit um den weltgrößten Refraktor

Im 19. Jahrhundert entbrannte ein Wettstreit um das größte Linsenfernrohr der Welt. Zwar gab es gute wissenschaftliche Gründe für leistungsstarke Teleskope, aber in vielen Fällen ging es hauptsächlich um die nationale Ehre. Oft entschieden nur Millimeter über den mehr oder weniger ruhmreichen Rekordhalter.

Von Wolfgang Steinicke und Stefan Binnewies

IN KÜRZE

- Nachdem in der ersten Hälfte des 19. Jahrhunderts die Herstellung von Linsen und Objektiven perfektioniert wurde, setzte ein Wettstreit um den weltgrößten Refraktor ein.
- Neben staatlich finanzierten Sternwarten in Europa und den USA beteiligten sich auch private Sponsoren und Amateurastronomen am Bau immer größerer Linsenfernrohre.

WIS wissenschaft in die schulen!

Zu diesem Beitrag stehen didaktische Materialien auf unserer Internetseite www.wissenschaft-schulen.de/artikel/1114673 zur Verfügung.

Sie sind Zeugen einer bedeutenden Epoche der Astronomie: die großen Refraktoren. Heute meist nur noch Museumsstücke, gehörten sie im 19. Jahrhundert zur Standardausstattung jeder bedeutenden Sternwarte. Zunächst für visuelle Beobachtungen genutzt, wurden sie später auch für fotografische und spektroskopische Zwecke eingesetzt.

Ein großer Refraktor diente aber noch einem anderen Zweck: Er sollte Ruhm und Ehre bringen. So gab es einen andauernden Wettstreit der Nationen, Sternwarten und Sponsoren um das weltweit größte Linsenfernrohr. Wie im Sport entschieden oft nur wenige Millimeter über den Sieg, und so mancher Rekordhalter verschwand bald wieder in der Bedeutungslosigkeit.

Die Konstrukteure erreichten die Grenzen des technisch Möglichen – und überschritten sie teilweise. Einige Exemplare erinnern eher an Kanonenrohre als an Teleskope. Ihre Länge und das enorme Gewicht von Objektiv, Tubus und Montierung erforderten gewaltige Kuppelbauten. Die folgende kurze Geschichte der großen

Refraktoren berichtet von Erfolgen, aber auch von Fehlschlägen und Katastrophen. Der Startpunkt ist 1824, das Jahr, in dem Joseph von Fraunhofer neue Maßstäbe im Fernrohrbau setzte.

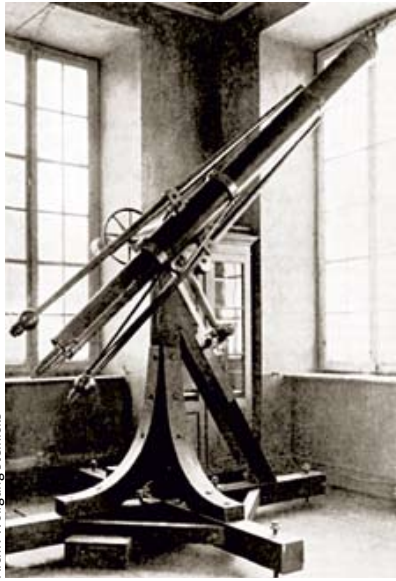
Präzision gegen Öffnung

Ende 1824 erhielt Wilhelm Struve, der Direktor der Sternwarte Dorpat (heute Tartu in Estland), 22 schwere Kisten aus Deutschland. Sie enthielten Fraunhofers Meisterstück: einen 24,4-Zentimeter-Refraktor mit 4,1 Meter Brennweite – den größten der Welt. Nachdem Struve die Einzelteile sorgsam zusammengefügt hatte, war das imposante Gerät an Heiligabend betriebsbereit: ein edler Mahagonitubus auf einer uhrwerkgetriebenen Montierung mit geschwungenem Holzstativ (siehe Bild auf S. 46 links). Sein englischer Kollege John Herschel pries es als »probably the very best refracting telescope ever made«.

Sogleich begann Struve mit dem Vermessen von Doppelsternen; im Jahr 1827 erschien ein erster Katalog. Zwischen 1835 und 1838 versuchte er mit dem Präzisionsinstrument die Parallaxe des Sterns Wega



Der 27-Zoll-Grubb-Refraktor der Wiener Universitätssternwarte holte 1883 den Titel des weltgrößten Linsenteleskops von den USA nach Europa zurück.



Archiv Wolfgang Steinicke

Der von Joseph von Fraunhofer gebaute Dorpat-Refraktor ist heute ein Museumsstück.

zu ermitteln. Der erhaltene Wert war jedoch noch sehr ungenau. Da zur gleichen Zeit Friedrich Wilhelm Bessel – auch mit einem Refraktor aus der Fraunhofer'schen Werkstatt – einen zuverlässigen Wert für die Parallaxe des Sterns 61 Cygni ermittelte, gilt Bessel als derjenige, der als Erster die Entfernung eines Sterns bestimmte.

Bereits kurz nach der Errichtung des Dorpat-Refraktors bestellte die Münchner Sternwarte bei Fraunhofer ein Gerät mit einem Objektivdurchmesser von 35,6 Zentimetern. Bedingt durch Fraunhofers Tod im Jahr 1826 konnte der Nachfolger Georg Merz aber nur einen 28,5-Zentimeter-Refraktor liefern, der 1835 in Bogenhausen aufgestellt wurde. Im gleichen Jahr erhielt die Berliner Sternwarte ein Duplikat des Dorpat-Refraktors. Damit entdeckten Gottfried Galle und Heinrich d'Arrest am 23. September 1846 den Planeten Neptun. Das historische Instrument ist heute im Deutschen Museum in München zu sehen. Der 28,5-Zentimeter-Merz-Refraktor steht nach wie vor in Bogenhausen. Struves »Fraunhofer« wurde 1993 in Tartu restauriert und kann in der alten Sternwarte besichtigt werden.

Den Titel des weltgrößten Refraktors übernahm derweil ein Unikum im irischen Markree Castle. Im Jahr 1831 hatte der Schlossherr und begeisterte Amateurastronom Edward Cooper von dem Pariser Optiker Robert-Aglae Cauchoix ein

35,5-Zentimeter-Objektiv mit 7,6 Meter Brennweite erstanden. Zwischen Coopers Refraktor und den Instrumenten von Fraunhofer und Merz liegen allerdings Welten. Zunächst erhielt das Teleskop einen einfachen Holztubus auf azimuthaler Herschel-Montierung, drei Jahre später versah der irische Optiker und Teleskopbauer Thomas Grubb das Gerät mit einem Eisentubus und setzte es auf eine paralaktische Montierung, die auf einer vier Meter hohen Steinpyramide ruhte (siehe Bilder rechts oben und Mitte).

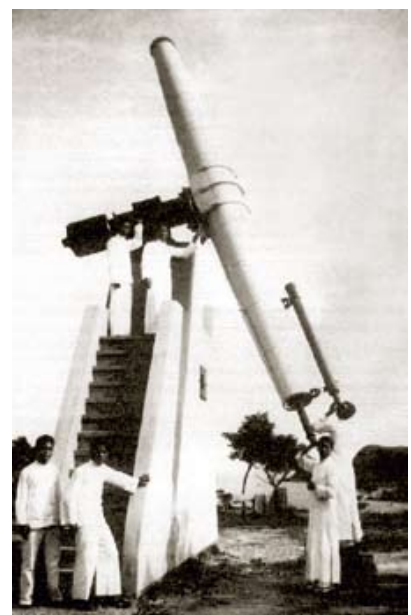
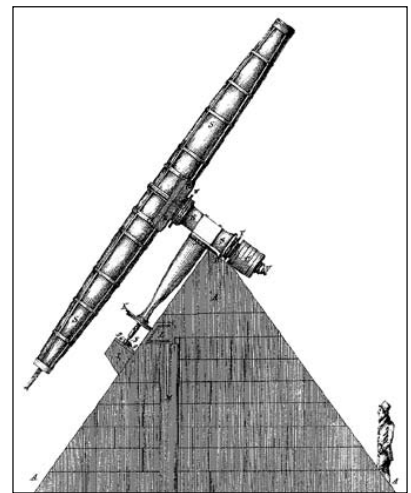
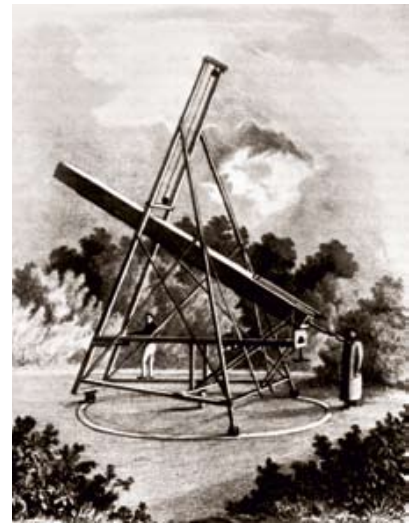
Der Refraktor stand nicht in einer Kuppel. Vielmehr schützte ein vier Meter hoher Mauerring das Instrument notdürftig vor Wind und Wetter. Coopers größte Leistung war die Erstellung des »Markree Catalogue«, der über 60 000 Sterne entlang der Ekliptik enthält. Er erschien zwischen 1851 und 1856 in vier Bänden; der zugehörige Atlas blieb unveröffentlicht und lagert heute im englischen Cambridge.

Das Schicksal des Markree-Refraktors ist so seltsam wie sein Aussehen. Nach Jahren des Zerfalls kam er 1902 nach Hongkong – und stand dort wieder im Regen. Im Jahr 1941 wurde das Fernrohr bei einem Luftangriff stark beschädigt, das Objektiv tat aber bis 1989 im Littrow-Spektrografen der Sternwarte Manila seinen Dienst.

Transatlantische Rivalen

Die Firma Merz, mittlerweile durch Joseph Mahler verstärkt, konterte im Jahr 1839. Auf Anweisung von Zar Nikolaus I. hatte Wilhelm Struve in Dorpat mit der Planung für ein russisches Nationalobservatorium in Pulkowo bei St. Petersburg begonnen. Merz & Mahler lieferte dafür einen Refraktor mit 38 Zentimeter Öffnung und 6,9 Meter Brennweite (siehe Bild auf S. 48 oben links). Die Sternwarte wurde im August 1839 eingeweiht, Struve wurde ihr erster Direktor. Zentrales Arbeitsgebiet war die Beobachtung von Doppelsternen, wobei sich besonders Otto Struve hervortat, der 1862, zwei Jahre vor dem Tod seines Vaters, die Leitung von Pulkowo übernahm.

Der russische Refraktor rief einen neuen Konkurrenten auf den Plan: die USA. Selbstbewusst wollten Astronomen der Neuen Welt der europäischen Übermacht in der Astronomie endlich etwas entgegenzusetzen. Eine erste Antwort war der 1845 in Cincinnati aufgestellte 30,5-Zentimeter-Refraktor von Merz & Mahler. Als



Archiv Wolfgang Steinicke

Drei Gesichter des Markree-Refraktors: auf einer hölzernen Herschel-Montierung (oben), paralaktisch montiert mit voluminösem Steinsockel (Mitte) und in neuem Gewand in Hongkong (unten)

Die wichtigsten Refraktoren, geordnet nach dem Jahr der Inbetriebnahme

Standort	Sternwarte / Instrument	Land	Jahr	Konstruktion	Durchmesser D in Zentimetern	Brennweite f in Metern	f/D	Höhe in Metern
Dorpat	Sternwarte Dorpat	EST	1824*	Fraunhofer	24,4	4,1	16,8	67
Markree Castle	Privatsternwarte Cooper	IRL	1831*	Cauchoix/Grubb	35,5	7,6	21,5	45
Berlin	Berliner Sternwarte	D	1835	Merz	24,4	4,3	17,6	47
München	Sternwarte Bogenhausen	D	1835	Merz	28,5	4,9	17,2	500
St. Petersburg	Sternwarte Pulkowo	RUS	1839*	Merz & Mahler	38,0	6,9	18,2	75
Cincinnati	University Observatory	USA	1845	Merz & Mahler	30,5	5,3	17,4	247
Cambridge	Harvard College Obs.	USA	1847*	Merz & Söhne	38,1	6,8	17,9	24
Wandsworth	Craig-Refraktor	UK	1852*	Chance/Gravatt	61,0	23,2	38,0	10
Paris	Porro-Refraktor	F	1856	Porro	52,0	15,0	28,8	60
Walworth	Buckingham-Refraktor	UK	1862	Buckingham/Wray	54,0	8,7	16,1	10
Chicago	Dearborn Observatory	USA	1863	Clark	47,0	8,2	17,4	175
Dunsink	South Equatorial	IRL	1868	Cauchoix/Grubb	29,8	5,8	19,5	91
Gateshead	Privatsternwarte Newall	UK	1868*	Cooke	62,5	9,1	14,6	20
Bothkamp	Privatsternwarte v. Bülow	D	1870	Schröder	29,3	4,9	16,7	32
Washington	U.S. Naval Observatory	USA	1873*	Clark	65,5	9,9	15,1	38
Potsdam	Astrophysikalisches Obs.	D	1878	Schröder	29,8	5,2	17,4	100
Dresden	Privatsternwarte v. Engelhardt	D	1879	Grubb	30,6	3,9	12,6	124
Straßburg	Universitätssternwarte	D (F)	1880	Merz & Söhne / Repsold	48,7	6,9	14,2	144
Princeton	Halsted Observatory	USA	1882	Clark	58,0	9,8	16,9	75
Wien	Universitätssternwarte	Ö	1883*	Grubb	68,6	10,5	15,3	240
St. Petersburg	Sternwarte Pulkowo	RUS	1884*	Clark/Repsold	76,2	13,7	18,0	75
Charlottesville	Leander McCormick Obs.	USA	1885	Clark	66,8	9,9	14,9	259
Nizza (Mont Gros)	Sternwarte Bischoffsheim	F	1887*	Henry/Gautier	76,9	17,9	23,3	376
Mt. Hamilton	Lick Observatory	USA	1888*	Clark	91,4	17,4	19,0	1283
Meudon	Observatoire de Paris-Meudon	F	1891	Henry/Gautier	83,0	16,2	19,5	162
Greenwich	Royal Observatory	UK	1893	Grubb	71,1	8,5	12,0	47
Berlin-Treptow	Archenhold-Sternwarte	D	1896	Steinheil/Hoppe	68,0	21,0	30,9	41
William Bay	Yerkes Observatory	USA	1897*	Clark / Warner & Swasey	102,0	19,4	19,0	334
Potsdam	Astrophysikalisches Obs.	D	1899	Steinheil/Repsold	80,0	12,2	15,3	95
Paris	Teleskop der Weltausstellung	F	1900*	Mantois/Gautier	125,0	57,0	45,6	65
Hamburg	Sternwarte Bergedorf	D	1912	Steinheil/Repsold	60,0	9,0	15,0	50
Pittsburgh	Allegheny Observatory	USA	1914	Brashear	76,2	14,4	18,9	370
Potsdam	Sternwarte Babelsberg	D	1915	Zeiss	65,0	10,1	15,5	35
Johannesburg	Yale Observatory	SA	1925	Grubb	66,0	10,6	16,1	1760
Llano del Hato	Obs. Astronómico Nacional	VEN	1972	Zeiss	65,0	10,5	16,2	3600
Hida	Hida Observatory	J	1972	Zeiss	65,0	10,5	16,2	1275
La Palma	Swedish Solar Telescope (SST)	S (SP)	2002	Svenska Bearing	97,0	20,6	21,2	2400

* bedeutet neuer Öffnungsrekord

Nächstes wollte man Pulkowo übertreffen. William Bond, der Direktor des Harvard College Observatory in Cambridge, Massachusetts, bestellte also in München bei Merz & Söhne einen Refraktor mit 38,1 Zentimeter Öffnung – ein Millimeter mehr als in Dorpat!

Das Gerät, das heute noch in Harvard zu sehen ist, leistete große Dienste bei der Beobachtung von Kometen, Planeten, Sternen und Nebelflecken (siehe Bild auf S. 48 oben rechts). Besonderen Ruhm ernteten William Bond und sein Sohn George für die Entdeckung des Saturnmonds Hyperion. Auch die Zeichnungen des Ko-

meten Donati 1858 sowie des Orion- und Andromedanebels erregten Aufsehen.

Im August 1852 stellte John Craig in Wandsworth bei London einen neuen Rekord auf. Gegenüber Pulkowo und Harvard steigerte er die Öffnung um 60 Prozent. Der Glashersteller Robert Chance in Birmingham fertigte das 61-Zentimeter-Objektiv; der zigarrenförmige Metalltubus und die bizarre Turmmontierung sind das Werk des Ingenieurs William Gravatt (siehe Bild auf S. 48 unten links). Mechanische Probleme und fehlerhaft korrigierte Linsen führten jedoch dazu, dass der Refraktor bereits 1856 wieder abgebaut wurde.

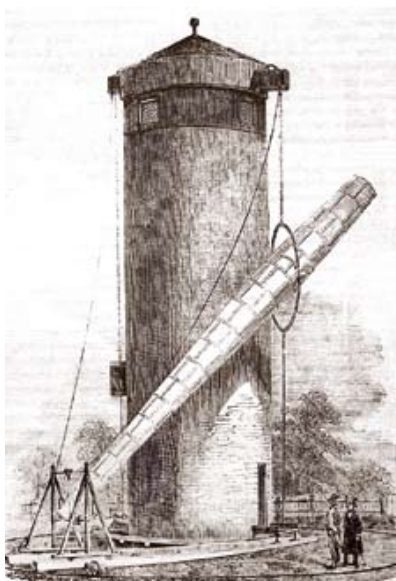
Schon zwölf Jahre später übertrumpfte der schottische Ingenieur und Astronom Robert Newall Craigs Refraktor. In Gateshead bei Newcastle errichtete er 1868 einen neuen Rekordhalter (siehe Bild auf S. 48 unten Mitte). Das parallaktisch montierte Gerät, gebaut von Thomas Cooke & Sons in York, besitzt ein 62,5-Zentimeter-Objektiv mit 9,1 Meter Brennweite. Das neun Tonnen schwere Instrument war auf einer 5,8 Meter hohen Säule montiert. Wegen der großen Luftverschmutzung und dem miserablen Wetter gelangen Newall nur wenige Beobachtungen. Im Jahr 1891 kam der 25-Zöller nach Cambridge und tat dort



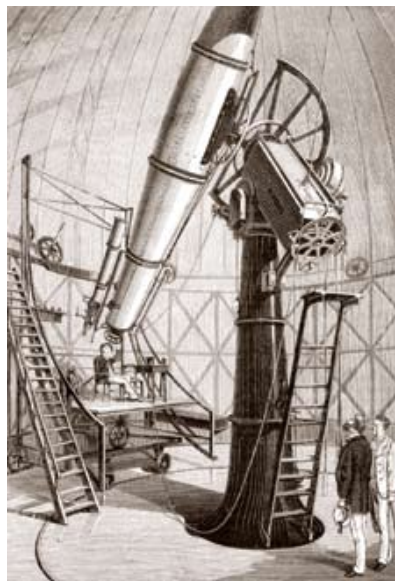
Alle Bilder dieser Seite: Archiv Wolfgang Steinicke

Ein 38-Zentimeter-Refraktor, von Merz & Mahler in München hergestellt, wurde 1839 das Hauptinstrument der neuen russischen Nationalsternwarte in Pulkowo.

Mit einem Duplikat des Pulkowo-Refraktors wollten Astronomen am Harvard College Observatory an die Erfolge ihrer europäischen Kollegen anknüpfen.



John Craig ließ 1852 in der Nähe von London ein monströses Turmteleskop mit einem 61-Zentimeter-Objektiv erbauen.



Der 25-Zoll-Refraktor von Robert Newall, 1868 in Gateshead (England) errichtet, steht seit 1960 in Penteli, Griechenland.



Mit dem 26-Zoll-Refraktor des U.S. Naval Observatory in Washington entdeckte Asaph Hall 1877 die beiden Marsmonde.

seinen Dienst bei der Beobachtung von Doppelsternen, bis er in den 1950er Jahren ausgemustert wurde. Der Newall-Refraktor wurde dann dem Athener Observatorium geschenkt und steht seit 1960 in Penteli, nordöstlich von Athen. Seit 1995 ist das betagte Instrument ein Museumsstück, das viele Besucher anlockt.

Erst 1893 erhielten die Briten einen größeren Refraktor: das wiederum von Grubb gebaute Instrument im Royal Greenwich Observatory mit 71,1 Zentimeter Öffnung und 8,5 Meter Brennweite. Es besaß eine eigenwillige englische Rahmenmontierung und war in einer zwiebel-förmigen Kuppel untergebracht, die 1944 durch eine

deutsche V1 beschädigt wurde. Danach verlegte man den 28-Zöller nach Herstmonceux Castle, später der Sitz des Royal Greenwich Observatory. Im Jahr 1971 zog er zusammen mit dem gesamten Observatorium nach Greenwich um, wo er heute eine der Hauptattraktionen des Royal Observatory ist.

Am Harvard College Observatory in Cambridge war der große Refraktor von Merz & Mahler unterdessen in die Jahre gekommen, und die Amerikaner wollten den Titel unbedingt zurückgewinnen. Mit Alvan Clark hatten sie nun auch selbst einen hervorragenden Teleskopbauer. Seine Firma in Cambridgeport, Massachusetts, sollte für den Rest des Jahrhunderts den Markt dominieren.

Im Jahr 1873 lieferte er dem U.S. Naval Observatory in Washington den neuen Rekordhalter: einen Refraktor mit 65,5-Zentimeter-Objektiv und 9,9 Meter Brennweite (siehe Bild auf S. 48 unten rechts). Vier Jahre später machte dieses Gerät Schlagzeilen, als Asaph Hall damit die Marsmonde Phobos und Deimos entdeckte. Das hervorragende Teleskop wurde hauptsächlich zur Positionsbestimmung von Planeten, Monden und Doppelsternen benutzt. Das Gerät ist heute noch intakt.

Nicht nur der Neid der Europäer hielt die Entwicklung in Gang, auch die inneramerikanische Konkurrenz schloß nicht. Dies führte zum Bau eines weiteren Clark-Refraktors, der den 26-Zöller des U.S. Naval Observatory um 1,3 Zentimeter übertreffen sollte. Bereits 1870 hatte der Chicagoer Industrielle Leander McCormick die Idee, den weltgrößten Refraktor aufzustellen. Doch es vergingen noch einige Jahre, bis er der University of Virginia in Charlottesville Mittel für eine Sternwarte zur Verfügung stellte. Der Bau verzögerte sich durch allerlei Probleme, so dass schon vor dessen Vollendung ein 58-Zentimeter-Refraktor am Halsted Observatory, Princeton, in Betrieb ging. Doch damit nicht genug: Als McCormicks Gerät auf dem 260 Meter hohen Mt. Jefferson im April 1885 endlich erstes Licht sah, waren in Wien und Pulkowo bereits zwei größere Instrumente in Betrieb gegangen.

Der europäische Dreikampf

Wien hatte den Titel des weltgrößten Refraktors durch einen von Grubb gebauten 27-Zöller mit 10,5 Meter Brennweite 1883 nach Europa zurückgeholt. Der 68,6-Zentimeter-Refraktor thront seitdem in einer 14-Meter-Kuppel auf dem mächtigen Gebäude der Universitätssternwarte an der Türkenschanze (siehe Bild auf S. 45).

Die Freude in Wien währte indes nur eineinhalb Jahre, dann gab es einen neuen Spitzenreiter. Otto Struve hatte für die Sternwarte in Pulkowo bei Alvan Clark & Sons einen imposanten 76,2-Zentimeter-



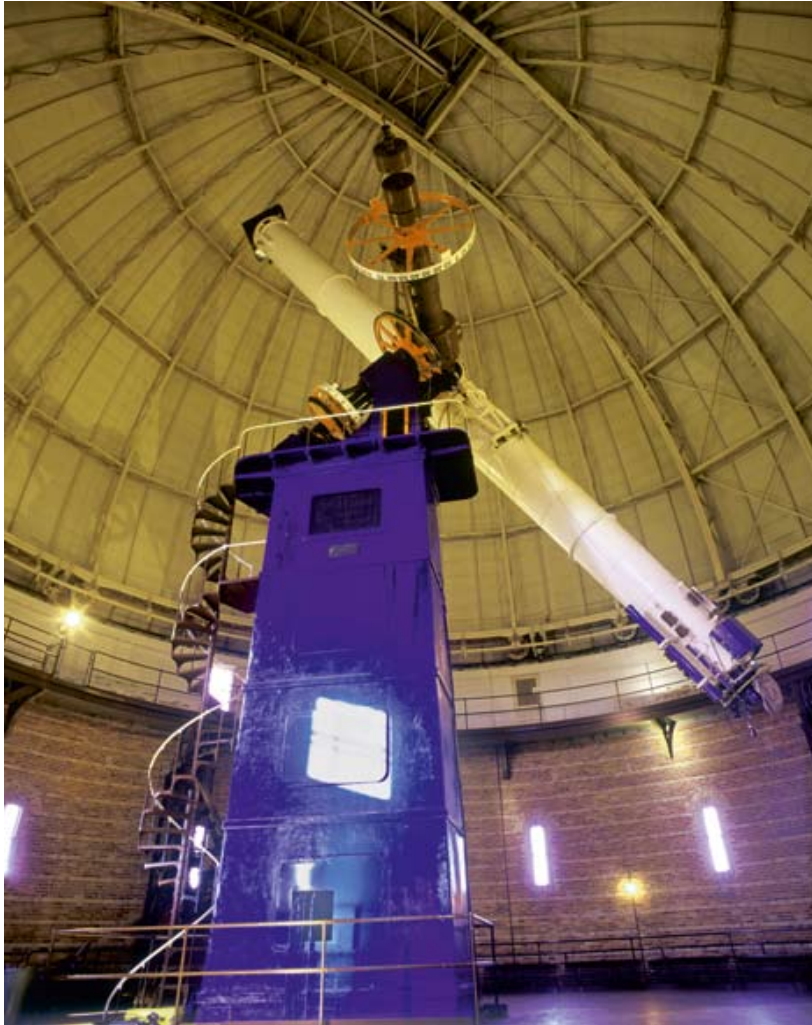
Stefan Binnewies

Ein schlanker Riese: der 76,9-Zentimeter-Refraktor der Sternwarte Nizza mit 17,9 Meter Brennweite. Die Optik stammt von den Brüdern Henry.



Stefan Binnewies

Der 36-Zoll-Refraktor des Lick Observatory wurde mit privaten Mitteln erbaut. Erst 1888, zwölf Jahre nach dem Tod des Stifters James Lick, wurde der Bau der Sternwarte auf dem Mt. Hamilton in Kalifornien vollendet.



Stefan Binnewies

Nach wie vor der Rekordhalter: der Yerkes-Refraktor mit 1,02 Meter Öffnung. Die Brennweite beträgt 19,8 Meter, die beweglichen Teile wiegen 20 Tonnen.

Refraktor mit 13,7 Meter Brennweite in Auftrag gegeben. Im Jahr 1884 ging das Gerät in einem zylinderförmigen Schutzbau in Betrieb. Die Montierung stammte von der Hamburger Firma Repsold. Der alte »Merz« musste nun weichen und wurde (ohne Objektiv) verkauft. Das Fernrohr stand später im Deutschen Museum in München, bis es dort Ende 1944 durch alliierte Bomber zerstört wurde. Noch schlimmer erging es der Sternwarte Pulkowo: Sie wurde 1942/43 während der deutschen Belagerung von Leningrad verwüstet.

Im Jahr 1887 machte ein neuer Standort von sich reden: der 360 Meter hohe Mont Gros nahe Nizza. Das Observatorium war ein Geschenk des Industriellen Raphaël Bischoffsheim. Auch er träumte vom weltgrößten Refraktor. Diesmal gelang das Vorhaben: Mit dem 76,9 Zentimeter-Objektiv der Brüder Paul und Prosper Henry wurde Pulkowo um 7 Millimeter geschlagen (siehe Bild S. 49 oben). Nizza lag auch mit einer Brennweite von 17,9 Metern vorn, und die von Gustave Eiffel konstruierte Kuppel übertraf mit 26 Meter Durchmesser und 95 Tonnen Masse alles bisher da Gewesene. Sie war nicht wie sonst üblich auf Rollen gelagert, sondern schwamm in einer kreisförmigen Wanne. Mittlerweile ist das Instrument mitsamt dem neoklassizistischen Gebäude renoviert; die schwimmende Kuppel wurde auf Rollen gesetzt.

Denkmäler für die Ewigkeit

Während die Messlatte in Europa nun auf 76,9 Zentimeter gelegt worden war, holten die USA zum finalen Gegenschlag aus. Die entscheidende Rolle spielten dabei wiederum finanzkräftige Privatpersonen.

Es kam zunehmend in Mode, sich mit einem großen Teleskop ein Denkmal zu setzen. So stiftete der durch Grundbesitz reich gewordene James Lick fast sein gesamtes Vermögen, um den weltgrößten Refraktor auf einem möglichst hohen



Bernd Brinkmann

Der größte Doppelrefraktor steht in Meudon bei Paris. Die beiden Teleskope sind übereinander in einem kastenförmigen Tubus untergebracht.

Berg zu errichten. Nach seinem Tod im Jahr 1876 dauerte es aber noch zwölf Jahre, ehe das ehrgeizige Projekt Realität wurde. Dann stand ein 91,4-Zentimeter-Refraktor auf dem 1283 Meter hohen Mt. Hamilton bei San José in Kalifornien (siehe Bild S. 49 unten).

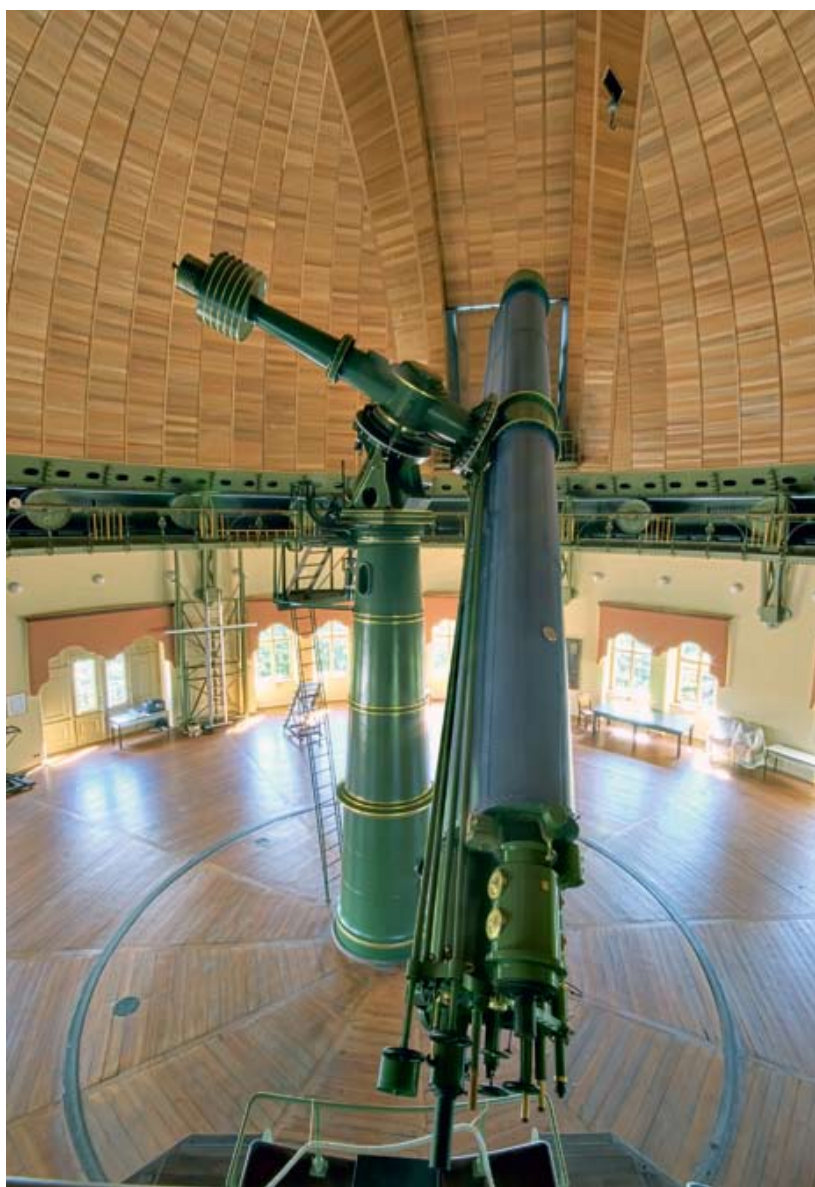
Das Lick Observatory war die erste echte Bergsternwarte. Der 36-Zöller mit 17,4 Meter Brennweite ist in einer 18,3-Meter-Kuppel untergebracht. Die zehn Meter hohe Säule, welche die schwere deutsche Montierung trägt, dient zugleich als Grabstätte. An ihrem Sockel findet sich die Inschrift »Here lies the body of James Lick«.

Der Standort mit seiner transparenten, ruhigen Luft und fast 300 klaren Nächten im Jahr ließ spektakuläre Ergebnisse erwarten. Und tatsächlich entdeckte im Jahr 1892 Edward E. Barnard den fünften Jupitermond (Amalthea). Zusammen mit Sherbourne W. Burnham beobachtete Barnard Planeten, Doppelsterne und Nebel.

Leider kam es zum erbitterten Streit mit dem autoritären Direktor Edward Holden. Burnham und Barnard verließen deshalb schweren Herzens das Lick Observatory. Sie hatten bereits ein neues Ziel: Williams Bay in Wisconsin, 140 Kilometer nordwestlich von Chicago. Kein besonders guter Standort, aber offenbar der geeignete Platz für ein neues Denkmal, dieses Mal errichtet zu Ehren von Charles Yerkes. Der schwerreiche Transportunternehmer hatte sich in den Kopf gesetzt, Lick noch zu übertreffen. Es ist das Verdienst von George Ellery Hale, dass mit dem Geld, welches Yerkes der University of Chicago zur Verfügung stellte, ein monumentales Observatorium errichtet werden konnte.

Bereits im Jahr 1893 wurde das Teleskop auf der Chicagoer Weltausstellung präsentiert – noch ohne Objektiv. Das lieferten zwei Jahre später Alvan Clark & Sons. Es übertraf erstmals die Ein-Meter-Marke und wog 500 Kilogramm. Die Daten des Instruments sind beeindruckend: 102 Zentimeter Öffnung, 19,8 Meter Brennweite, 20 Tonnen Masse der beweglichen Teile (siehe Bild S. 50 oben).

Leider hatte der Yerkes-Refraktor keinen guten Start: Kurz nach der Einweihung im Jahr 1897 rissen die Halteseile des Kuppelbodens, der krachend in die Tiefe stürzte. Zum Glück wurde niemand verletzt. Im Jahr 1933 erregte der 40-Zöller erneut Aufsehen: Das Licht des Sterns Arktur wurde auf eine Fotozelle gelenkt, und der dadurch erzeugte Strom schaltete



Rainer Sparenberg

Die deutsche Antwort auf Meudon: der »Große Refraktor« in Potsdam. Im Jahr 1899 errichtet, wurde das Instrument 2005 umfassend renoviert.

die Festbeleuchtung bei der Eröffnung der Weltausstellung in Chicago ein.

Doch der monströse Yerkes-Refraktor war bereits zur Jahrhundertwende ein Auslaufmodell. Sowohl seine Konstruktion als auch der Standort in nur 334 Meter Höhe waren nicht mehr zeitgemäß. Die neue Astrophysik verlangte nach lichtstarken Reflektoren auf hohen Bergen – und Hale lieferte sie. Er schuf nacheinander das Mount Wilson Observatory mit einem 2,5-Meter-Spiegel (finanziert von John Hooker und seit 1917 aktiv) und das Mount Palomar Observatory mit dem legendären Fünf-Meter-Reflektor, der 1948 in Betrieb ging. Er trägt Hales Namen.

Mit einem Durchmesser von etwa einem Meter war die Obergrenze für Refraktoren erreicht. Nun galt es, mit beson-

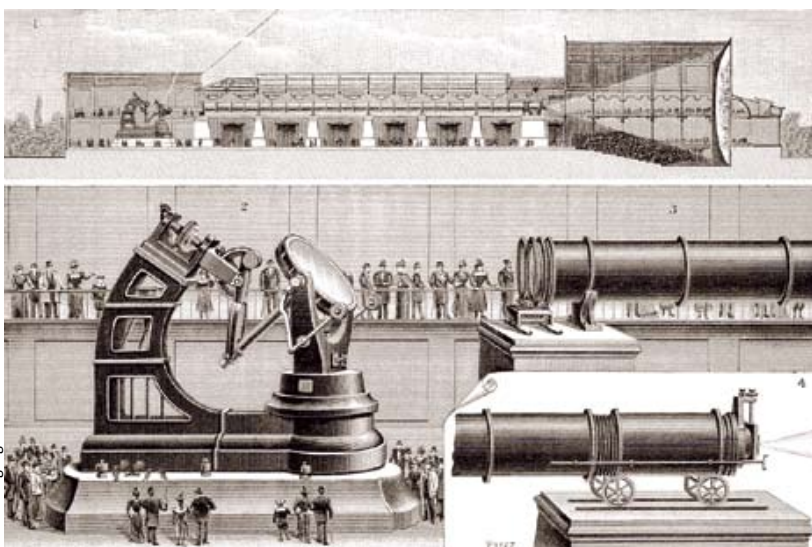
deren Konstruktionen neue Bestmarken zu setzen. Hier ist vor allem der Doppelrefraktor zu nennen, bestehend aus visuell und fotografisch korrigierten Objektiven mit unterschiedlichen Öffnungen, aber ähnlichen Brennweiten. Der visuelle Teil dient dabei als Leitrohr zum Nachführen.

Im Jahr 1891 schufen die Brüder Henry zusammen mit dem Instrumentenbauer Paul Gautier in dieser Gattung das Maß der Dinge: das Teleskop in Meudon bei Paris. Die Objektive haben Durchmesser von 83 Zentimeter (visuell) und 62 Zentimeter (fotografisch); die Brennweiten betragen 16,2 beziehungsweise 15,9 Meter. Die in einem kastenförmigen Tubus zusammengefügte Fernrohre werden von einer deutschen Montierung getragen (siehe Bild S. 50 unten).



Stefan Binnewies

Mit 21 Meter Brennweite immer noch der längste Refraktor der Welt: das »Kanonenrohr« der Archenhold-Sternwarte in Berlin-Treptow.



Archiv Wolfgang Steinicke

Nur zum Anschauen, nicht zum Durchschauen geeignet: der Horizontalrefraktor mit 1,25 Meter Öffnung während der Pariser Weltausstellung

Im Jahr 1899 ging ein vergleichbarer Doppelrefraktor am neuen Astrophysikalischen Observatorium Potsdam in Betrieb. Kaiser Wilhelm II. kam persönlich zur Einweihung. Die Daten sind beeindruckend: Objektivdurchmesser 80 Zentimeter (fotografisch) und 50 Zentimeter (visuell) bei jeweils 12,2 Meter Brennweite (siehe Bild S. 51). Die Optik wurde von Steinheil gefertigt, die deutsche Montierung von Repsold. Seit 2005 ist der »Große Refraktor« vollständig renoviert (siehe SuW 4/2008, S. 52).

Leider erfüllte das dunkelgrün lackierte Monstrum nicht die Erwartungen der Astrophysiker. Mehrfach mussten beide Objektive nachgeschliffen werden. Ein weiteres Problem war der Standort auf dem nur 96 Meter hohen Telegrafenberg. Licht- und Luftverschmutzung vereitelten regelmäßige Beobachtungen. Mit den gleichen Problemen hatte auch das nur zehn Kilometer südwestlich von Paris auf 165 Meter Höhe gelegene Observatorium Meudon zu kämpfen.

Der Potsdamer Refraktor ist das größte deutsche Linsenfernrohr. Eine in etwa vergleichbare Größe besaß nur noch das Treptower »Kanonenrohr« mit 21 Meter Brennweite (siehe Bild links). Der kuppellose Refraktor mit einer Öffnung von 68 Zentimetern war die Hauptattraktion der Berliner Gewerbeausstellung von 1897. Das von Steinheil und Hoppe gebaute 160 Tonnen schwere Gerät ist heute Teil der Archenhold-Sternwarte.

Nachzügler des 20. Jahrhunderts

Die Pariser Weltausstellung im Jahr 1900 sollte zum Ruhm der *Grande Nation* etwas Besonderes bieten: ein Linsenfernrohr, das alle anderen übertreffen sollte. Schon angesichts des schlechten Standorts war dies ein kühner Plan, doch die Ausmaße ließen das Projekt zu einer teuren Eintagsfliege ohne wissenschaftlichen Nutzen werden (siehe Bild links und SuW 12/1978, S. 403).

Das Objektiv mit 1,25 Meter Durchmesser wog 1,8 Tonnen. Schon beim Yerkes-Refraktor hatten sich die gewichtsbedingte Deformation des Objektivs und eine damit einhergehende Verschlechterung der optischen Eigenschaften störend bemerkbar gemacht. Deshalb entschied man sich in Paris für einen in Nord-Süd-Richtung orientierten Horizontalrefraktor – angesichts der Brennweite von 57 Metern blieb auch keine andere Wahl!



Rainer Sparenberg

**Das zweitgrößte Linsenfernrohr der Welt:
das 20 Meter hohe Swedish Solar Telescope
auf La Palma**

Für Himmelsbeobachtungen lenkte ein ebener Spiegel, ein Coelostat, mit zwei Meter Durchmesser das Sternenlicht in das waagrecht liegende Teleskop. Selbst der Okularauszug war überdimensional und musste auf Schienen bewegt werden. Beobachtungen waren schwierig und entsprechend selten. Selbst bei der Minimalvergrößerung von 500-fach betrug das Gesichtsfeld nur drei Bogenminuten. Die Projektion des Mars auf eine 400 Quadratmeter große Leinwand erwies sich als Fehlschlag. Nach Ende der Ausstellung fand das Riesenteleskop keinen Käufer und wurde demontiert; Objektiv und Planspiegel kamen in die Pariser Sternwarte. Seitdem ist der Yerkes-Refraktor wieder die Nummer eins in der Welt.

Obwohl weltweit Reflektoren die Oberhand gewannen, wurden auch im 20. Jahrhundert vereinzelt große Linsenfernrohre gebaut. Im Jahr 1912 bekam die neue Sternwarte Hamburg-Bergedorf einen 60-Zentimeter-Refraktor von Steinheil/Repsold. Nach seiner Renovierung strahlt das zehn Meter lange Gerät heute wieder in altem Glanz.

Im Jahr 1914 wurde am Allegheny Observatory in Pittsburgh der von John Brashear gefertigte Thaw-Refraktor aufgestellt. Er besitzt 76,2 Zentimeter Öffnung

(identisch mit Pulkowo) sowie 14,4 Meter Brennweite und dient heute noch der Astrometrie. Die letzten großen (klassischen) Refraktoren gingen 1972 in Betrieb. Sie stehen am Hida Observatory in Japan und auf dem Llano del Hato in Venezuela. Es sind Standardgeräte von Zeiss mit 65 Zentimeter Öffnung und 10,5 Meter Brennweite. Das Besondere am venezolanischen Refraktor: Mit 3600 Meter Höhe ist er der weltweit Höchstgelegene.

Ein trauriges Schicksal erlitt das von Grubb gebaute Yale-Columbia-Teleskop (66 Zentimeter Öffnung, 10,6 Meter Brennweite): 1925 in Johannesburg aufgestellt, kam es 1952 zum australischen Mount Stromlo Observatory, wo es im Januar 2003 zusammen mit fünf weiteren Geräten von einem Buschfeuer zerstört wurde.

Um ein Haar wäre der Yerkes-Refraktor im Jahr 1928 übertroffen worden. Russland hatte bei der Firma Grubb einen 41-Zöller für die Pulkowo-Außenstelle in Simeis auf der Krim bestellt. Nachdem bereits Montierung und Kuppel fertiggestellt waren (mittlerweile vom Nachfolger Grubb-Parsons), wiesen die Russen die beiden Glasrohlinge mit je 105 Zentimeter Durchmesser als mangelhaft zurück. Das Projekt wurde gestoppt, und Yerkes behielt seinen Titel.

Im Jahr 2002 bekam der Yerkes-Refraktor auf seine alten Tage noch einmal unerwartet Konkurrenz – in Gestalt des Swedish Solar Telescope (SST) auf dem über 2400 Meter hohen Roque de los Muchachos der Kanareninsel La Palma (siehe Bild oben). Das Objektiv ist mit 107 Zentimeter Durchmesser sogar größer; die genutzte Öffnung beträgt aber nur 97 Zentimeter – immerhin mehr als beim Lick-Refraktor.

Gleichwohl kann von einer Renaissance des Refraktors keine Rede sein. Die Zukunft gehört azimutalen Reflektoren, wie dem geplanten European Extremely Large Telescope mit einem 39-Meter-Spiegel, das Ende dieses Jahrzehnts in Betrieb gehen soll. Die verbliebenen und zum Teil noch wissenschaftlich arbeitenden großen Refraktoren haben indes nichts von ihrer Faszination verloren. Rund 40 Geräte haben Öffnungen von 50 Zentimeter und mehr, sieben davon übertreffen die 70-Zentimeter-Marke. Der Besucher steht vor eindrucksvollen Relikten einer bedeutenden Epoche der Astronomie. In Potsdam, Treptow, Wien, Meudon, Nizza oder am Lick und Yerkes Observatory kann sich jeder selbst davon überzeugen. ©



WOLFGANG STEINICKE ist Physiker, Autor und seit 40 Jahren Amateurastronom. Seine Schwerpunkte sind die Geschichte der Astronomie, insbesondere die Entdeckungen der Nebel und Sternhaufen im 19. Jahrhundert, sowie die visuelle Deep-Sky-Beobachtung. Er leitet die VdS-Fachgruppe »Geschichte« und ist Mitglied der Royal Astronomical Society.



STEFAN BINNEWIES, Internist und Pneumologe, ist in freier Arztpraxis tätig. Seit 30 Jahren ist er begeisterter Amateurastronom mit den Schwerpunkten Astrofotografie und Finsternisexkursionen. Zusätzlich arbeitete er an mehreren astronomischen Buchprojekten mit.

Literaturhinweise

Gussmann, E.-A., Kühn, G.: Der wiedererstandene Große Refraktor. Neuer Glanz auf dem Potsdamer Telegrafenberg. In: *Sterne und Weltraum* 4/2008, S. 52–55

Hartl, G.: Der Refraktor der Sternwarte Pulkowa. In: *Sterne und Weltraum* 7–8/1987, S. 397–404

King, H.: *The History of the Telescope*. Dover Publications, New York 1979

Mürsepp, P.: Die alte Sternwarte Tartu. In: *Sterne und Weltraum* 6/1966, S. 129–131

Oberndorfer, H.: Ein Fernrohr-Unikum. In: *Sterne und Weltraum* 12/1978, S. 403–404

Riekher, R.: *Fernrohre und ihre Meister*. VEB Verlag Technik, Leipzig 1957

Steinicke, W.: *Nebel und Sternhaufen. Geschichte ihrer Entdeckung, Beobachtung und Katalogisierung – von Herschel bis zu Dreyers »New General Catalogue«*. Books on Demand, Norderstedt 2009

Steinicke, W., Binnewies, S.: *Sternwarten. 95 astronomische Observatorien in aller Welt*. Oculum Verlag, Erlangen 2008

www.klima-luft.de/steinicke
Kataloge, Geschichte und visuelle Beobachtung von Deep-Sky-Objekten



WELT DER WISSENSCHAFT: AUFBAU DER GALAXIS

Die Sterne dieser lockeren Gruppe sind erst kürzlich aus einer dichten Wolke aus Gas und Staub entstanden. Die heißesten unter ihnen haben mit ihrer Strahlung und ihrem Wind die Reste der Wolke aufgelöst. Die gemeinsame Bewegung der Sterne im Raum bezeugt ihren gemeinsamen Ursprung. Das Gebilde ist ein »offener Sternhaufen«, seine offizielle Bezeichnung ist NGC 4755, und sein glitzernder Anblick hat ihm den Namen »Schatzkästlein« eingebracht. Er ist nur zehn Millionen Jahre alt, seine Entfernung beträgt knapp 2000 Parsec oder 6600 Lichtjahre.

IN KÜRZE

- Sterne entstehen in Haufen oder Gruppen entlang der Spiralarme unserer Galaxis. Die Haufen sind zunächst in dichte Wolken aus Staub und Gas eingebettet.
- Wenn die heißesten Mitglieder mit ihrer Strahlung und ihren Winden die Umgebung leer gefegt haben, werden die offenen Sternhaufen sichtbar und bieten oft ein herrliches Schauspiel.
- Offene Sternhaufen leben nicht lange – im Mittel etwa 300 Millionen Jahre. Danach werden sie schnell von den Gezeitenkräften der Milchstraße »aufgerieben«, und ihre Mitglieder im weiten Umfeld zerstreut.

Offene Sternhaufen

Bausteine der Milchstraße

Eine Bestandsaufnahme der offenen Sternhaufen in der weiteren Sonnenumgebung hat gezeigt, dass es heute in der galaktischen Scheibe etwa 100 000 Exemplare gibt, und dass rund 40 Prozent aller Sterne der Scheibe ihre Jugend in solchen Haufen verbringen. Die anderen 60 Prozent bilden sich in »eingebetteten Haufen«, die sich bereits tief im Innern der Molekülwolken auflösen, aus denen sie entstanden sind.

Von Siegfried Röser
und Elena Schilbach

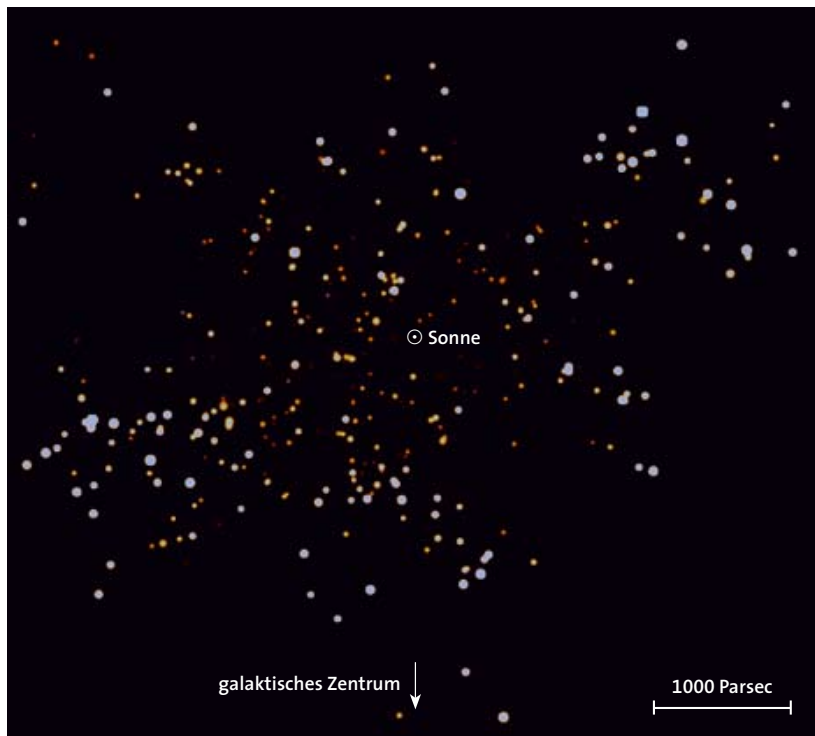
Die offenen Sternhaufen gehören zu den beliebtesten Beobachtungsobjekten am Nachthimmel. Sind sie bloß schöne Episoden im weiten Feld der Galaxis, oder erfüllen sie eine wichtige Funktion bei Aufbau und Entwicklung des Milchstraßensystems?

Aus zwei Gründen ist ihr Studium von großer Bedeutung: Da alle ihre Mitglieder praktisch gleichzeitig entstanden sind und die gleiche chemische Zusammensetzung haben, sind sie ein natürliches Labor, in dem sich Theorien zur Entstehung und Entwicklung der Sterne prüfen lassen; und während man früher annahm, dass offene Sternhaufen nur weniger als zehn Prozent zur stellaren Population der dünnen Scheibe des Milchstraßensystems beitragen, wissen wir heute, dass die galaktische Scheibe zu etwa 40 Prozent aus den Zerfallsprodukten aller jemals gebildeten offenen Sternhaufen besteht. Sie sind also

mit Fug und Recht als Bausteine unserer Galaxis zu bezeichnen. Diese quantitative Aussage ergab sich aus der Analyse einer umfassenden Stichprobe naher offener Sternhaufen, die wir im letzten Jahrzehnt durchgeführt haben und von der im Folgenden die Rede ist.

Lockere Ansammlungen mit Gruppendynamik

Das Band der Milchstraße zieht sich in einem Großkreis über den Himmel. Es ist die Heimat der offenen Sternhaufen, die, im Gegensatz zu den Kugelsternhaufen, stark zur Ebene der Galaxis hin konzentriert sind. Die Skalenhöhe ihrer Verteilung – das ist die Höhe über der galaktischen Ebene, bei der die Zahl der Haufen im Vergleich zum galaktischen Äquator um den Faktor $1/e \approx 0,37$ gesunken ist – beträgt nur etwa 50 Parsec. Die Scheibe, in der sich die Population der offenen Sternhaufen befindet, ist somit als sehr dünn zu bezeichnen, selbst wenn man ihren Radius nur mit dem Abstand der Sonne vom Galaktischen Zentrum,



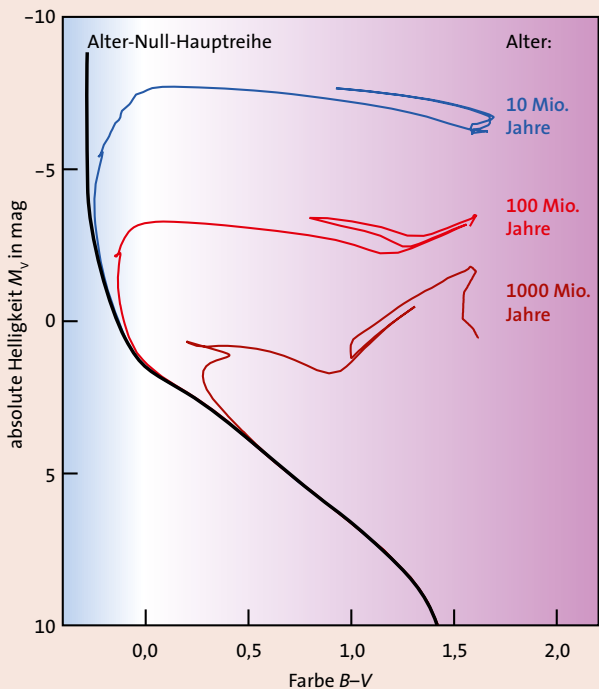
So verteilen sich die 650 offenen Sternhaufen der in diesem Artikel vorgestellten Untersuchung auf die galaktische Ebene. Jeder Punkt stellt einen Haufen dar und hat etwa dessen gemessene Farbe. Die jüngsten Haufen, in denen noch Sterne der Spektralklassen O und B leuchten, sind als blaue Punkte dargestellt, ihre Verteilung folgt dem Verlauf der galaktischen Spiralarme in der weiteren Sonnenumgebung. Der Pfeil weist zum Galaktischen Zentrum hin, die galaktische Rotation um das Zentrum verläuft im Uhrzeigersinn.

Sternhaufen – wichtige Entfernungskindikatoren

Die Bestimmung von Entfernungen im Weltall ist eine grundlegende Aufgabe, die sich den Astronomen immer wieder stellt. Ohne deren Kenntnis wäre zum Beispiel die Energieerzeugung der Sonne und der Sterne nicht zu verstehen. Die trigonometrische Entfernungsbestimmung ist der erste Schritt ins Weltall, aber ihre Reichweite ist durch den Durchmesser der Erdbahn um die Sonne und die Genauigkeit der Messinstrumente begrenzt. Daher konnte selbst Hipparcos, der astrometrische Satellit der ESA, nur Entfernungen bis etwa 150 Parsec mit einer Genauigkeit von besser als zehn Prozent bestimmen.

Mit einem anderen Verfahren, der »Hauptreihenanpassung«, lässt sich die Entfernungsbestimmung der offenen Sternhaufen auf mehrere tausend Parsec ausdehnen. Die Methode beruht auf theoretischen Entwicklungsmodellen, die für jeden Stern gegebenen Alters, gegebener Masse und chemischer Zusammensetzung dessen Leuchtkraft und effektive Temperatur liefern. Daraus lassen sich über die Kenntnis des Aufbaus der Sternatmosphären für verschiedene Metallhäufigkeiten die zugehörigen absoluten Helligkeiten und Farben berechnen. Trägt man im Farben-Helligkeits-Diagramm (FHD) eines neugeborenen Haufens die Farben und Helligkeiten seiner Mitglieder unterschiedlicher Masse ein, so kommen sie alle auf der Alter-Null-Hauptreihe zu liegen – die massereichen links oben (hell und heiß), die massearmen rechts unten (lichtschwach und kühl).

Später, nach Jahrmillionen der Entwicklung, bilden die Haufenmitglieder eine so genannte Isochrone (Linie gleichen Alters, siehe Bild oben). Solche Isochronen wurden für Sternhaufen beliebigen Alters berechnet. Die für Sternhaufen verschiedenen Alters berechneten Isochronen unterscheiden sich in der absoluten Helligkeit und im Farbindex, bei denen sie von der Alter-Null-Hauptreihe abweichen. Das höhere Alter bewirkt ein Abknicken der Isochrone bei geringerer Helligkeit (oder geringerer Masse) und größerem Farbindex (oder geringerer Temperatur).



In diesem Farben-Helligkeits-Diagramm sind die Alter-Null-Hauptreihe (schwarz) sowie die berechneten Isochronen (Linien gleichen Alters) für 10, 100 und 1000 Millionen Jahre alte Sterne dargestellt. Zum Beispiel liegen auf der blauen Kurve (Alter zehn Millionen Jahre) Sterne mit 0,4 Sonnenmassen bei $M_V = 10$ mag, Sterne mit einer Sonnenmasse bei $M_V = 4,82$ mag und Sterne mit 20 Sonnenmassen am oberen Ende der Kurve.

Aus fotometrischen Beobachtungen erhalten wir scheinbare Helligkeiten und Farben (zum Beispiel V und $B - V$) für Haufenmitglieder. Die gemessene Sequenz ist gegenüber der für absolute Helligkeiten berechneten, theoretischen Isochrone um einen festen Betrag senkrecht im FHD verschoben, und zwar um den Entfernungsmodul $V - M_V$ (die Differenz der scheinbaren und der absoluten Helligkeit in Größenklassen). Die Entfernung R ergibt sich daraus im Prinzip einfach, und zwar nach der Beziehung

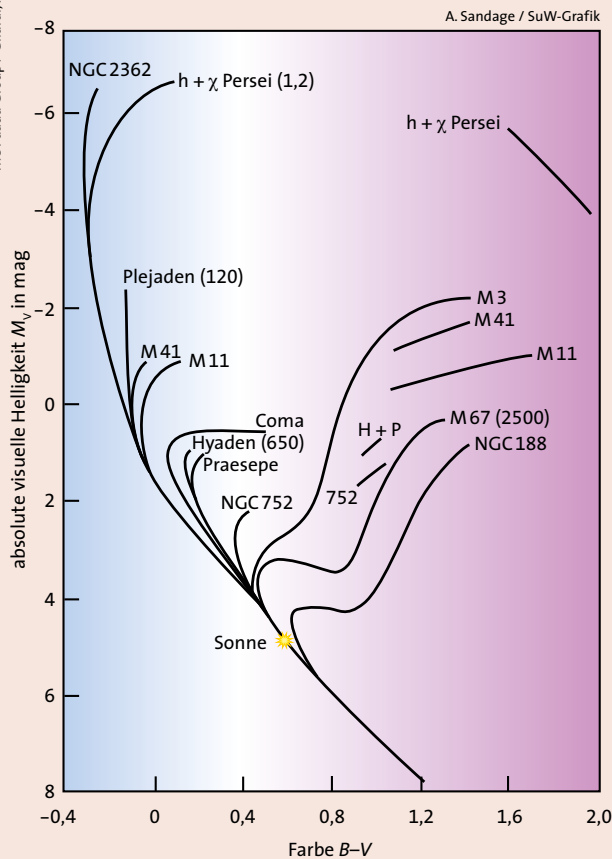
$$V - M_V = 5 \log R - 5.$$

Die Wirklichkeit ist jedoch komplizierter, da gleichzeitig auch interstellare Verfärbung und Extinktion bestimmt werden müssen. Dies verursacht eine waagerechte und zusätzlich eine senkrechte Verschiebung der empirischen Sequenz gegenüber der theoretischen Isochrone im FHD.

Es kommt hinzu, dass das Alter eines untersuchten Haufens zunächst nicht bekannt ist. Deshalb vergleicht man alle möglichen Isochronen mit den Beobachtungen, bis die beste Übereinstimmung gefunden ist. Die Methode liefert recht gute Abschätzungen für Entfernung, Alter und interstellare Verfärbung der Sternhaufen. Voraussetzung ist jedoch, dass die theoretischen

Modelle zuverlässig sind. Die Modellparameter müssen zu Anfang mit Hilfe naher Sternhaufen kalibriert werden, für die möglichst genaue trigonometrische Parallaxen vorliegen. Wie problematisch das sein kann, zeigt der Streit um die Entfernung der Plejaden.

Der Streit brach nach den Beobachtungen des Hipparcos-Satelliten der ESA zwischen Astrometern und theoretischen Astrophysikern aus. Hipparcos hatte die trigonometrischen Parallaxen der Plejaden gemessen, woraus sich deren Entfernung zu $120,2 \pm 1,9$ Parsec ergab. Andererseits hatte die Anpassung der Hauptreihe an theoretische Isochronen im Farben-Helligkeits-Diagramm stets mindestens $131,8 \pm 2$ Parsec ergeben. Die Differenz von mehr als elf Parsec lässt sich durch die jeweiligen Messfehler nicht erklären. Wir hoffen nun, dass die bevorstehende astrometrische Gaia-Mission der ESA diese Diskrepanz auflösen wird.



Dieses Farben-Helligkeits-Diagramm zeigt die Lage der Sterne verschiedener offener Sternhaufen sowie des Kugelhaufens M 3. Rechts unten liegen kühle, massearme, links oben heiße, masse-reiche Sterne. Alle Sterne eines Haufens haben das gleiche Alter und liegen auf der diesem Alter entsprechenden Isochrone. Aus dem Abknickpunkt ihrer Isochronen von der Alter-Null-Hauptreihe weg, besser noch aus der Lage des Knies lässt sich durch den Vergleich mit theoretischen Isochronen das Alter der Haufen und ihre Entfernung ermitteln. Für einige Haufen ist in Klammern das so ermittelte Alter (in Millionen Jahren) angegeben: Es variiert zwischen 1,2 und 2500 Millionen Jahren.

etwa 8500 Parsec, gleichsetzt. (Ein Parsec ist die Entfernung, aus welcher der mittlere Radius der Erdbahn um die Sonne – die Astronomische Einheit – unter dem Winkel von einer Bogensekunde erscheint; sie entspricht etwa 3,26 Lichtjahren.)

Anders als Kugelsternhaufen erscheinen offene Haufen als lockere, unregelmäßige Ansammlungen von Sternen und mit weniger Mitgliedern, so dass es manchmal schwierig ist, sie vom allgemeinen Sternfeld zu trennen. Aber alle Mitglieder eines offenen Haufens sind am gleichen Ort und zur gleichen Zeit entstanden und erinnern sich während ihres gesamten Sternenlebens an ihre Geburt: Sie alle ...

- sind gleich weit von der Erde entfernt,
- haben die gleiche chemische Zusammensetzung,
- sind gleich alt und
- bewegen sich mit annähernd gleicher Geschwindigkeit durch den Raum.

Das dynamische Verhalten der Haufenmitglieder bewirkt, dass sie für einige Zeit zusammenbleiben. Schließlich jedoch werden sie von den Gezeitenkräften der Milchstraße auseinandergetrieben. Wir kennen deshalb keine offenen Sternhaufen, die so alt wären wie die galaktische Scheibe selbst.

Betrachten wir die Verteilung der 650 von uns untersuchten offenen Sternhaufen in der Sonnenumgebung, projiziert auf die galaktische Ebene (siehe Bild auf S. 32). Ein solches Bild würden Astronomen in der »Black-Eye-Galaxie« M64 erhalten, sollten sie mit ihrem Weltraumteleskop unser Milchstraßensystem beobachten. Diese Galaxie steht senkrecht über der Ebene unserer Galaxis, und sie ist so weit von uns entfernt, dass das Bild gerade einer Aufnahme des Weltraumteleskops Hubble mit der ACS-Kamera entsprechen würde. Die Darstellung zeigt, dass die jüngsten und hellsten offenen Sternhaufen die Spiralstruktur des Milchstraßensystems nachzeichnen. Dies hängt damit zusammen, dass Sterne bevorzugt in Spiralarmen entstehen.

Auch die jüngsten, massereichen Sterne der Spektralklassen O und B zeichnen die Spiralstruktur nach, allerdings nicht in der gleichen Klarheit. Denn ihre Entfernung lässt sich weniger genau bestimmen als diejenige der offenen Sternhaufen. Deshalb haben die offenen Haufen große Bedeutung für die Bestimmung astronomischer Entfernungen (siehe Kasten auf S. 32/33).



ESO

Der junge offene Sternhaufen NGC 3603 enthält neben mehr als 50 hellen und massereichen O-Sternen mit insgesamt mindestens 1000 Sonnenmassen auch zahlreiche Sterne, deren Masse geringer ist als diejenige der Sonne. Alle Mitglieder sind innerhalb der letzten Million Jahre aus einer riesigen Gas- und Staubwolke entstanden. Das Bild ist ein Komposit aus Aufnahmen in den Wellenlängenbereichen J, H und K_s im nahen Infrarot, das den Staub durchdringt und auch Sterne im Inneren der Wolke sichtbar macht.



NASA / ESA / HST

Viele eingebettete Sternhaufen lösen sich schon sehr früh auf

Sterne entstehen in Gruppen oder Haufen im Innern von dichten, mit Staub angereicherten Molekülwolken. Folglich sind solche Sternentstehungsgebiete im sichtbaren Licht durch die diffuse Materie in ihrer Umgebung weit gehend verhüllt. Infrarotes Licht hingegen wird durch das Gas und den Staub weit weniger geschwächt, so dass Aufnahmen in diesem Wellenlängenbereich den Blick auf gerade entstehende Sternhaufen gestatten (siehe die Bilder links und unten).

Junge Sterne sind zunächst noch in die Gas- und Staubwolken eingebettet, aus denen sie kürzlich entstanden sind. Vor einigen Jahren haben die US-amerikanischen Astronomen Charles und Elizabeth Lada eine umfassende Sammlung von Messungen an solchen »eingebetteten Sternhaufen« zusammengestellt, als deren Prototyp der unten zweimal gezeigte innere Teil des Orionnebels gilt: Während im Optischen wenig mehr als die vier Trapezsterne sichtbar sind, erscheint im Infraroten ein Sternhaufen mit tausenden Mitgliedern, von denen die ältesten wenige Millionen, die jüngsten nur 500 000 Jahre alt sind. Und sehr wahrscheinlich entstehen dort auch heute noch Sterne.

Charles und Elizabeth Lada haben sich besonders für die Gesamtmassen der eingebetteten Haufen interessiert. Die Bestimmung der Massen ganzer Sternhaufen ist kompliziert, und unterschiedliche Methoden führen oft zu widersprüchlichen Ergebnissen. Am einfachsten wäre es, alle Mitglieder eines Sternhaufens zu zählen, und jedem einzelnen entsprechend seiner Helligkeit eine Masse zuzuordnen. Die Addition der Einzelmassen ergäbe dann die Gesamtmasse. Allerdings lassen sich die Sterne nur bis zu einer bestimmten Grenzhelligkeit erkennen, und man muss extrapolieren, wie viele schwächere Sterne es zusätzlich gibt. Diese Extrapolation ist unsicher. Alternativ nutzt man die Tatsache, dass die Sternhaufen den Gezeitenkräften der Milchstraße ausgesetzt sind. Die am Rand eines Haufens liegenden Sterne sind gerade noch durch Gravitation an ihn gebunden und können nicht entweichen. Deshalb lässt sich aus der Größe des Haufens auf seine Masse schließen; die so bestimmten Massenwerte heißen »Gezeitenmassen«, von ihnen wird noch die Rede sein.

Auch aus der gemessenen Geschwindigkeitsverteilung der Mitglieder lässt sich auf die Masse der Haufen schließen, da im Gleichgewicht die kinetische, in der Bewe-

gung steckende Energie der Sterne halb so groß ist wie ihre potenzielle, durch die vorhandene Masse und deren Verteilung bestimmte Energie. Die erforderlichen Beobachtungen sind kompliziert und fehleranfällig. Bei eingebetteten Haufen wird die Massenbestimmung zusätzlich durch die Extinktion erschwert. Charles und Elizabeth Lada haben die vorhandenen Daten aus der Literatur zusammengestellt, die Haufenmitglieder gezählt, ihre Massen bestimmt, zu kleineren Sternmassen extrapoliert und damit die in der Grafik auf S. 36 oben dargestellte Massenfunktion der eingebetteten Sternhaufen abgeleitet. Sie gibt an, wie viele Haufen der Masse M in den einzelnen Massenintervallen dM vorhanden sind.

Wie aus dieser Grafik ersichtlich, liegen die Massen eingebetteter Sternhaufen im Bereich zwischen 10 und 3000 Sonnenmassen, und die Verteilung folgt in diesem Bereich einem Potenzgesetz der Form $n(M) = M^\alpha dM$ mit dem Exponenten $\alpha = -1,7$. Ein Exponent mit dem Wert $\alpha = -2$ würde bedeuten, dass jedes Massenintervall gleich viel zur Gesamtmasse aller eingebetteten Sternhaufen beiträgt. Wäre der Exponent kleiner als -2 , so trügen die vielen massearmen Haufen den Löwenanteil. Der Exponent $-1,7$ besagt, dass die



Der Orionnebel ist uns als farbenprächtiges Gebilde aus leuchtendem Gas und dunklen Staubstrukturen vertraut, denn so erscheint er im sichtbaren Licht. Nur die Trapezsterne in seiner Mitte und wenige andere sind zu erkennen, und früher kam niemand auf die Idee, dass sich in der dichten Wolke noch weitere Sterne verbergen (linkes Bild). Ganz anders als im Sichtbaren sieht die Umgebung der Trapezsterne im nahen Infrarot aus. Das infrarote Licht durchdringt die vorgelagerten Staubmassen, und nun zeigt sich, dass das Trapez in Wahrheit aus den fünf hellsten Sternen eines großen Sternhaufens mit mehreren tausend Mitgliedern besteht (rechtes Bild).

M. McCaughrean / ESO

wenigen massereichen eingebetteten Sternhaufen den Hauptanteil zur Gesamtmasse beitragen. Interessanterweise werden kaum eingebettete Sternhaufen mit Massen größer als etwa 3000 Sonnenmassen gefunden. Erst in den letzten Jahren hat man einige wenige entdeckt. Alle eingebetteten Sternhaufen sind ähnlich jung wie NGC 3603 oder der Sternhaufen um das Trapez im Orionnebel, die ältesten sind nur etwa fünf Millionen Jahre alt.

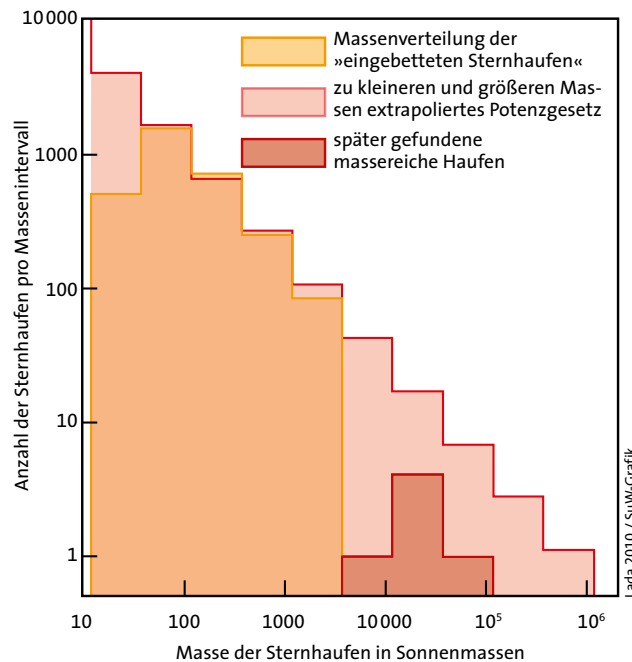
Die Auswertung der Sammlung von Charles und Elizabeth Lada hat gezeigt, dass in der galaktischen Scheibe die Entstehungsrate der eingebetteten Sternhaufen pro Flächeneinheit und pro Million Jahre etwa zehnmal so hoch ist wie die Entstehungsrate der klassischen offenen Sternhaufen, von denen hier die Rede sein wird. Dies führte zu dem Schluss, dass sich etwa 90 Prozent der eingebetteten Sternhaufen schon nach wenigen Millionen Jahren auflösen und somit nicht zu offenen Sternhaufen werden. Dieses Phänomen wird als »Kindersterblichkeit« der eingebetteten Haufen bezeichnet.

Mit den überlebenden zehn Prozent wollen wir uns in der Folge beschäftigen. Diese Haufen haben die sie umgebende Gas- und Staubwolke im Wesentlichen verloren und sind nun im sichtbaren Licht zu beobachten. Unsere Untersuchungen aus den letzten Jahren sprechen dafür, dass aus diesen zehn Prozent der eingebetteten Haufen letztlich die klassischen offenen Sternhaufen hervorgegangen sind.

Klassische offene Sternhaufen

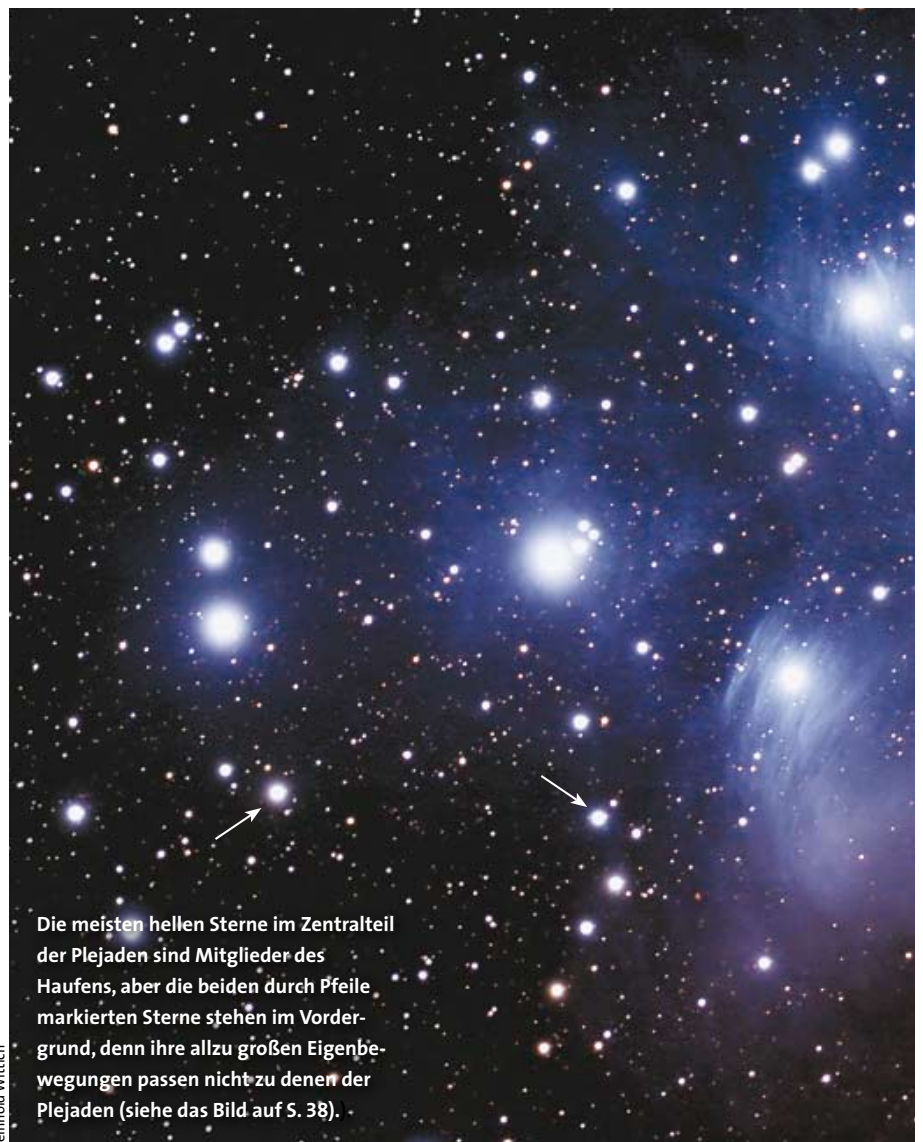
Statistisch aussagefähige Ergebnisse zur gesamten Population der offenen Sternhaufen erhält man nur, wenn man eine große Stichprobe gleicher Qualität mit wissenschaftlich überprüfbaren Methoden untersucht. Eingehende Untersuchungen einzelner Objekte wie der Plejaden, der Hyaden, von Praesepe oder M 67 haben ihre Bedeutung, aber das Studium der Gesamtheit der offenen Sternhaufen in der galaktischen Scheibe erfordert eine größere Stichprobe.

Vor einigen Jahren haben wir zusammen mit Kollegen in Kiew, Moskau und Potsdam mit einer systematischen Untersuchung der offenen Sternhaufen in Sonnenumgebung begonnen. Unsere Arbeitsgrundlage war eine vollständige Himmelsdurchmusterung, bestehend aus dem Tycho-2-Katalog, der die astrometrischen und fotometrischen Messungen



Die Massenverteilung der »eingebetteten Sternhaufen« nach Lada und Lada lässt sich durch ein Potenzgesetz mit dem Exponenten $\alpha = -1,7$ darstellen. Die dunkle Fläche zeigt die wenigen in den letzten Jahren gefundenen massereichen eingebetteten Sternhaufen.

Lada 2010 / suW-Grafik



Die meisten hellen Sterne im Zentralteil der Plejaden sind Mitglieder des Haufens, aber die beiden durch Pfeile markierten Sterne stehen im Vordergrund, denn ihre allzu großen Eigenbewegungen passen nicht zu denen der Plejaden (siehe das Bild auf S. 38).

Reinhold Wittich

des Hipparcos-Satelliten sowie die Daten des Astrographischen Katalogs aus dem frühen 20. Jahrhundert enthält. Somit standen uns für 2,5 Millionen Sterne Eigenbewegungen und Fotometrie im Blauen und im Visuellen zur Verfügung.

Tycho-2 ist vollständig bis zur scheinbaren visuellen Helligkeit $V = 11,5$ mag. In diesen Daten haben wir nach der folgenden objektiven Methode offene Sternhaufen gesucht: Am ganzen Himmel haben wir unseren Rechner für jeden Stern heller als $V = 9,5$ mag prüfen lassen, ob die Sterndichte in seiner Umgebung erhöht war, ob es in einer eventuellen Dichteerhöhung weitere Sterne gleicher Eigenbewegung gab und ob diese Sterne im Farben-Helligkeits-Diagramm auf einer einheitlichen Isochronen lagen. Es gibt insgesamt etwa 250.000 Sterne heller als $V = 9,5$ mag, und erwartungsgemäß fiel

der Test in den allermeisten Fällen negativ aus. Jedoch fanden wir 520 Sternhaufen, die bereits in einer 1700 Mitglieder zählenden Liste möglicher Sternhaufen aufgeführt waren. Zusätzlich entdeckten wir im Tycho-2-Katalog 130 neue Sternhaufen, die zuvor noch nirgends verzeichnet waren, so dass die Gesamtzahl der bestätigten Haufen 650 beträgt. Ihre Verteilung in der galaktischen Ebene zeigt das Bild auf S. 32. Die Untersuchung der räumlichen Verteilung unserer Stichprobe ergab, dass sie bis zu einem Abstand von 850 Parsec von der Sonne vollständig ist. In diesem Bereich liegen 250 offene Haufen. Daraus können wir auf deren Gesamtzahl schließen, die sich gegenwärtig in der galaktischen Scheibe befinden. Es sind etwa 100.000 – weitaus mehr als die Zahl der Kugelsternhaufen, die wohl nur einige hundert Mitglieder beträgt.

Woran erkennt man die echten Haufenmitglieder?

Sternhaufen fallen dadurch auf, dass an der betreffenden Stelle des Himmels die Konzentration absolut heller Sterne frühen Spektraltyps höher ist als in der Umgebung; dies allein will aber noch nicht viel heißen, denn zunächst sind die Entfernungen der einzelnen Sterne ja unbekannt. Ein schönes Beispiel hierfür sind die Plejaden, deren Zentralteil im nebenstehenden Bild gezeigt wird. Die beiden mit Pfeilen markierten Sterne sechster Größe sind Vordergrundsterne und gehören nicht zum Sternhaufen. Auch eine stark variable Extinktion kann an einer Stelle eine höhere Sternkonzentration als in der Umgebung vortäuschen.

Das erste starke Kriterium dafür, dass ein offener Sternhaufen ein einheitliches Gebilde ist, ist das kinematische – die gemeinsame Bewegung aller seiner Mitglieder im Raum. Dies bedeutet, dass die Radialgeschwindigkeiten und Eigenbewegungen aller echten Mitglieder nur wenig um ihren gemeinsamen Mittelwert streuen. Über die Eigenbewegungen von Sternen gab es schon immer mehr Information, als über deren Radialgeschwindigkeiten, deshalb hat man zunächst Eigenbewegungen von Sternen verwendet, um damit Mitglieder offener Haufen zu finden.

Eigenbewegungen bestimmt man aus den Differenzen der Sternpositionen über mehrere Beobachtungsepochen hinweg. Nehmen wir als Beispiel die Plejaden: Wie



ED-Apochromaten:

8x50 Sucher ohne Aufpreis! (nur ED 127) **NEU! 1.849,-€***



ED 127 Carbon

Die Carbonausführung wiegt nur 6,2kg mit Tauschutzkappe und Rohrschellen, gegenüber 9,9kg im Alufutubus! **Und das ohne Aufpreis!**



ED 80

Jetzt nur:
898,-€*

979,-€*

	ED 80	ED 127 Carbon
Art.Nr.:	0112104	0112130
Öffnung:	80 mm (3,1")	127 mm (5")
Brennweite:	480 mm	952,5 mm
Fotografische Blende:	f/6	f/7,5
Auflösungsvermögen:	1,45"	0,9"
Max. Grenzgröße:	12,0 MAG	13,0 MAG
Max. sinnvolle Vergrößerung:	160-fach	255-fach
Bildfeld im APS-C Format**:	2,86" x 1,9"	1,44" x 0,96"
Tubuslänge (inkl. Tauschutzkappe):	48 cm	99 cm
Gewicht:	3,4 kg	6,2 kg
Optisches Design:	3 Linsen mit Luftspalt und ED-Element	
Vergütung der Linsen:	EMD™ (Enhanced Multilayer Deposition)	
Glasmaterial Objektivlinse:	HOYA® ED Glas - FCD1	
Auch erhältlich als:	ED 102 (Art.Nr. 0112104) 1.499€*	

Lieferumfang:

Optischer Tubus; Prismenschiene 360° rotierbar mit Fotoanschlussgewinde 1/4" und 3/8" (nur ED 80); Rohrschellen mit Handgriff und Prismenschiene (ED 102/127); 1:10 Crayford-OAZ; 2" Zenitspiegel; 25mm Okular mit 70° GF; Tauschutzkappe (ED 127 in Carbon); Staubschutzdeckel; passender Bildfeldebner mit Kamerabajonett für Canon EOS oder Nikon; 8x50 Sucher beleuchtet mit aufrechtem Bild (nur ED 127 Carbon); stabiler Transportkoffer



Optional für ED 80/102:

8x50 Sucher beleuchtet mit aufrechtem Bild. Preis 129,- €

Star Power!



100° Okulare:

Brennweite:	9mm	14mm	20mm
Art.Nr.:	0218409	0218414	0218420
Augenabstand:	12,5mm	14,5mm	14,4mm
Scheinb. Gesichtsfeld:	100°	100°	100°
Feldblende (virtuell):	15,7mm	24,4mm	34,8mm
Optische Elemente:	9	9	9
Gewicht:	680g	890g	990g
Höhe:	120,0mm	123,5mm	122,5mm
Durchmesser:	59,0mm	69,0mm	69,0mm
Preis:	399,- €*	439,- €*	519,- €*

82° Okulare:

Brennw.:	4,7mm	6,7mm	8,8mm	11mm
Art.Nr.:	0218804	0218806	0218808	0218811
Steck Ø:	1 1/4"	1 1/4"	1 1/4"	1 1/4"
Preis:	159,- €*	159,- €*	179,- €*	179,- €*
Brennw.:	14mm	18mm	24mm	30mm
Art.Nr.:	0218814	0218818	0218824	0218830
Steck Ø:	1 1/4"	2"	2"	2"
Preis:	179,- €*	199,- €*	298,- €*	329,- €*

Features der 100° und 82° Okulare:

Wasserdicht und stickstoffgefüllt!
Vergütung: EMD™ (Enhanced Multilayer Deposition)
Gehäuse: schwarz eloxiertes Aluminium; Abgedichtet; Stickstoffgefüllt; Edelstahl, konische Sicherungsnut
Sonstiges: Laserbeschriftung mit Seriennummer; Gummiarmierte Griff- fläche; Gummi-Augenmuschel umklappbar; Gewinde für Standard Filter

EXPLORE
SCIENTIFIC

MEADE Instruments Europe GmbH & Co. KG

Gutenbergstraße 2 • 46414 Rhede/Westf.

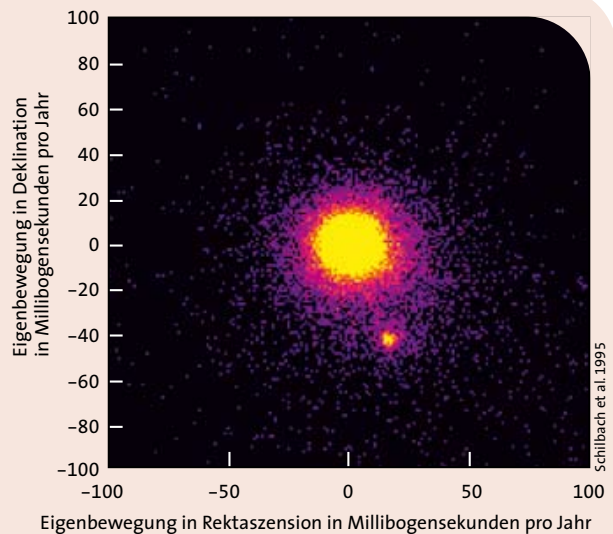
Tel.: (0 28 72) 80 74 - 300 • FAX: (0 28 72) 80 74 - 333

Internet: www.meade.de • E-Mail: info.apd@meade.de

Mitglieder der Plejaden

Wir haben die Eigenbewegungen von 40 000 Sternen bis zur 17. Größe in einem 16 Quadratgrad großen Feld um die Plejaden in Rektaszension und Deklination untersucht. Dazu haben wir 20 Schmidt-Platten der Thüringer Landessternwarte in Tautenburg vermessen, die über einen Zeitraum von 25 Jahren aufgenommen worden waren. Das Ergebnis ist im nebenstehenden Diagramm dargestellt.

Die gemessenen Eigenbewegungen zeigen zwei Konzentrationen. Die allermeisten untersuchten Sterne konzentrieren sich in der Nähe des Nullpunkts – sie befinden sich in großer Entfernung im Hintergrund. Dagegen gibt die kleine Konzentration von nur etwa 750 Sternen bei (+20, -40) Millibogensekunden pro Jahr die gemeinsame Eigenbewegung der echten Plejadenmitglieder wieder. Sterne mit (den Beträgen nach) noch höheren Eigenbewegungen befinden sich im Vordergrund.



der Kasten oben zeigt, haben die allermeisten Sterne in der Umgebung der Plejaden nahezu verschwindende Eigenbewegungen – sie gehören zum Hintergrund. Nur etwa 2,5 Prozent haben stark abweichende, aber einheitliche Eigenbewegungen und sind echte Mitglieder der Plejaden. Die beiden im Bild auf S. 36/37 mit Pfeilen markierten Sterne liegen im Bild oben weder in der Konzentration um den Nullpunkt noch bei den Plejaden, sondern

nen (siehe die Bilder unten rechts und den Kasten auf Seite 32/33).

Aufgrund der Lage der Isochrone eines Haufens im Farben-Helligkeits-Diagramm lässt sich sowohl seine Entfernung als auch die Größe der interstellaren Staubextinktion im Vordergrund bestimmen. Diejenige Isochrone, die zur beobachteten Verteilung im Farben-Helligkeits-Diagramm am besten passt, liefert das Alter des Sternhaufens. Grob gesagt, ist dieses Al-

Stern. Er ist später entstanden und massereicher, entwickelt sich schneller und erscheint uns dennoch jünger und blauer als die übrigen Haufenmitglieder auf der Hauptreihe. Solche Sterne werden »Blaue Nachzügler« genannt, sie liegen oberhalb des Abknickpunkts auf der Hauptreihe, und ihre Zahl ist im Vergleich zur Gesamtzahl der Haufenmitglieder sehr gering.

Alternativ zu dieser Erklärung könnte in einem engen Doppelstern von der massereicheren, bereits zu einem Riesen entwickelten Komponente Massenübertragung auf die masseärmere stattgefunden haben. Letztere entwickelt sich dann als scheinbar jüngerer, massereichere Stern.

Weil alle Mitglieder eines Haufens gemeinsam entstanden sind, dienen sie zum Test für unser Verständnis der Sterne.

besitzen große Eigenbewegungen. Also müssen sie weit im Vordergrund stehen.

Weniger eindeutig als dieses dynamische Kriterium für die Mitgliedschaft ist die Forderung, dass die Mitglieder eines offenen Sternhaufens alle gleich alt sein müssen. Es könnten ja im Haufen immer wieder neue Sterne entstanden sein, bis der Vorrat an Gas und Staub durch Sternbildung aufgebraucht ist. Dennoch können wir davon ausgehen, dass Sterne in einem Haufen gleichzeitig gebildet werden oder zumindest innerhalb eines Zeitraums entstehen, der kurz ist im Vergleich zu seiner Lebensdauer. Trägt man nämlich die gemessenen scheinbaren Helligkeiten und Farben eines Sternfelds um einen offenen Haufen herum in ein Farben-Helligkeits-Diagramm ein, so stellt man fest, dass sich die – zum Beispiel aus Eigenbewegungen bestimmten – echten Mitglieder des Haufens auf einer gemeinsamen Sequenz anordnen, die seinem Alter entspricht – der so genannten Isochro-

ter durch den Punkt gegeben, an dem die Isochrone von der Alter-Null-Hauptreihe abzweigt. Auf der Alter-Null-Hauptreihe gehört zu diesem Punkt eine ganz bestimmte Sternmasse. Alle Sterne größerer Masse haben die Alter-Null-Hauptreihe bereits verlassen, diejenigen geringerer Masse liegen noch auf ihr. Wenn, wie oben angenommen, alle Sterne eines Haufens gleichzeitig entstanden sind, dürfte es keine Mitglieder geben, die oberhalb des Abknickpunkts auf der Alter-Null-Hauptreihe liegen. Auf die große Mehrzahl der Fälle trifft dies auch zu.

Dennoch gibt es in einzelnen Haufen (alle älter als eine Milliarde Jahre) solche eigentlich verbotenen Mitglieder. Ihre Mitgliedschaft wird durch die Messung ihrer Eigenbewegung bestätigt. Wie lässt sich dies erklären? Im zentralen Bereich eines Sternhaufens kommt es immer wieder zu Kollisionen zwischen Sternen. Wenn zwei Sterne dabei verschmelzen, bildet sich aus der Summe ihrer Massen ein neuer

Die Population der Sternhaufen in unserer Umgebung

Nachdem wir die Mitglieder der 650 Haufen unserer Stichprobe mit den verfügbaren Daten so gut wie möglich bestimmt haben, wenden wir uns den integralen Eigenschaften der offenen Sternhaufen in der Sonnenumgebung zu. Es geht um die Fragen: Wie groß, wie massereich, wie alt und wie hell sind die offenen Sternhaufen in der Milchstraße? Wir wollen die »einfacheren« Fragen zuerst behandeln.

Die Bestimmung des Alters wurde bereits besprochen, ähnlich unkompliziert ergibt sich auch die Gesamtleuchtkraft der Sternhaufen. Man beginnt in jedem Wellenlängenbereich mit dem jeweils hellsten Mitglied und schreitet dann zu den schwächeren Mitgliedern fort, indem man jeweils die Leuchtkraft, das heißt die pro Zeiteinheit abgestrahlte Energie, aufsummiert. Dabei zeigt sich,

dass die Leuchtkraft aller Sternhaufen meist von dem halben Dutzend ihrer hellsten Sterne bestimmt wird. Wie viele weitere Mitglieder ein Haufen auch hat, sie tragen zur Gesamtleuchtkraft kaum noch bei. Der Grund hierfür ist, dass die massereichen Sterne wesentlich mehr Energie pro Masseneinheit erzeugen als die massearmen.

Die Frage nach der Größe der Sternhaufen scheint einfach zu sein: Man muss doch nur an den Himmel schauen! Jedoch erweist sie sich aus mehreren Gründen als ähnlich schwierig wie diejenigen nach der Leuchtkraft oder dem Alter. Banal ist die Tatsache, dass früher das Gesichtsfeld eines Teleskops die scheinbare Größe eines Haufens begrenzte. Hatte man seinen dichten Zentralteil erfasst, so gab man sich zufrieden, und leitete so einen zu kleinen Haufendurchmesser ab. Jedoch hat auch eine flächendeckende Himmeldurchmusterung ihre Probleme. Bei tiefen Durchmusterungen, etwa beim Palomar Sky Survey, reicht die fotometrische Genauigkeit bei weitem nicht aus, um Mitglieder von Nichtmitgliedern zu unterscheiden, und auch die Qualität der Eigenbewegungen ist zu gering. Denn geht man in einem Sternhaufen von den helleren zu den schwächeren Sternen, so nimmt die Genauigkeit der Positionsmessungen, und folglich auch der Eigenbewegungen ab. Das bedeutet: Je lichtschwächer und weiter entfernt die zu vermessenden Sterne sind, desto genauer muss die Messung sein. Dieses Problem lässt sich nicht umgehen.

Anders als beim Palomar Sky Survey ist die Fotometrie des Two-Micron-All-Sky-Survey (2MASS) im nahen Infrarot zwar ausgezeichnet, aber er verzeichnet keine Eigenbewegungen, ist also auch nur bedingt hilfreich. Die Grenzgröße der von uns benutzten Durchmusterung auf der Basis von Tycho-2 beträgt $V = 11,5$ mag, wir können also in den Haufen nur die Verteilung der helleren Sterne bestimmen und den Winkeldurchmesser über die Bestimmung der Mitgliedschaft, sowie den linearen Durchmesser über die Bestimmung der Entfernung ableiten.

Es ergab sich dabei auch, dass sich in den Sternhaufen die massereichsten und somit hellsten Sterne verstärkt im Zentrum konzentrieren – dies wird als »Massensegregation« bezeichnet. Auch Simulationen der Entwicklung von Sternhaufen zeigen, dass massereiche Sterne sich mit der Zeit verstärkt im Zentrum der Haufen ansammeln. Verständlich ist dies, wenn man annimmt, dass sich eine Gleichverteilung der kinetischen Energie einstellt. Dann besitzen die massereichen Sterne im Mittel geringere Geschwindigkeiten als die massearmen. Letztere bewegen sich also weiter vom Gravitationszentrum des Haufens weg, unterliegen dadurch verstärkt den Gezeitenkräften der Milchstraße und gehen dem Haufen leichter verloren.

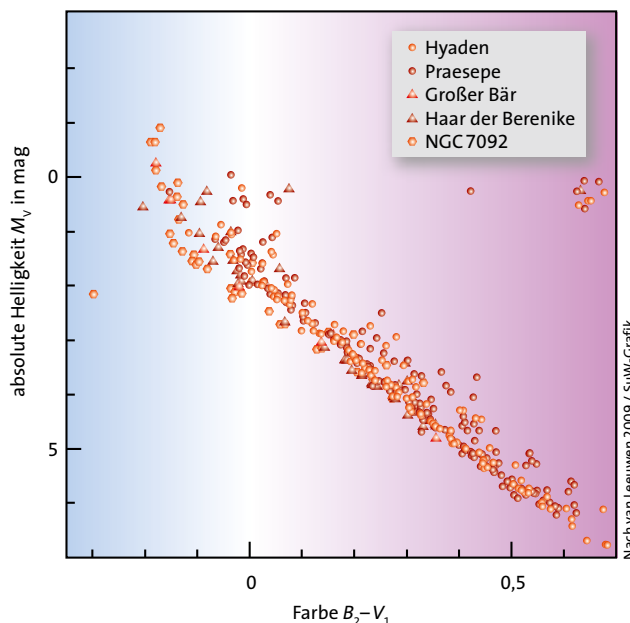
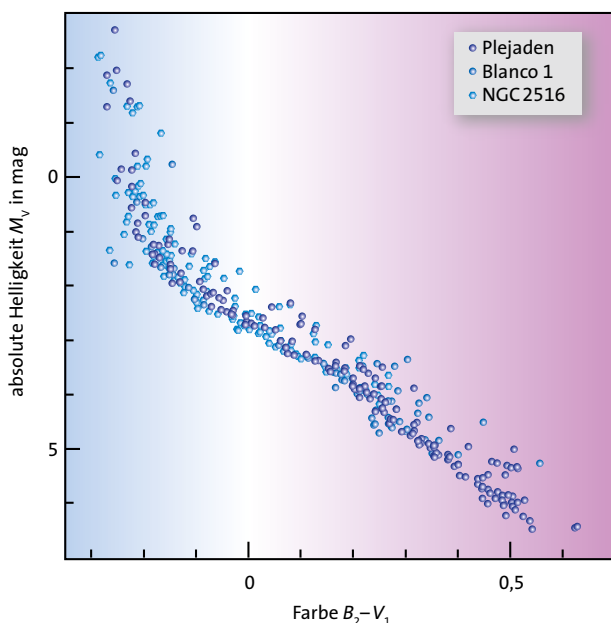
Aber auch im Sternhaufen um das Trapez im Orionnebel sind die massereichsten Sterne – trotz seiner Jugend – bereits im Zentrum konzentriert. Man kann dies so verstehen: Wenn in einer

Molekülwolke Sterne entstehen, geschieht dies zuerst im dichtesten Teil. Hier ist auch die Wahrscheinlichkeit für enge Begegnungen am größten. Dadurch erhalten massearme Sterne sehr bald höhere Geschwindigkeiten und können sich weiter vom Zentrum entfernen, während die massereichen langsamer bleiben und sich stärker zum Zentrum hin konzentrieren. Hier entwickeln sie auch bald stellare Winde, die ihre Umgebung so weit leer fegen, dass sich dort keine weiteren Sterne mehr bilden.

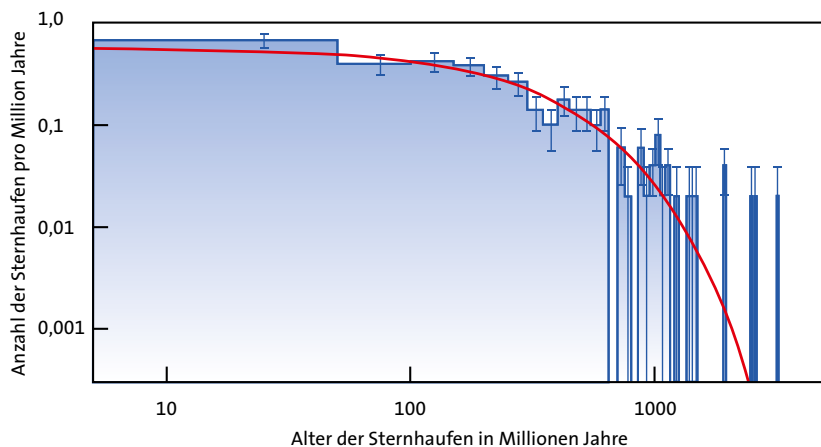
Wenn also Massensegregation vorliegt, muss die Durchmusterung so empfindlich sein, dass der wesentliche Teil des Massenspektrums, bis zu hinreichend massearmen Sternen, erfasst wird.

Wie lässt sich der »Rand« oder der Radius eines Haufens physikalisch sinnvoll bestimmen? Eine Definition lautet: Der Rand ist dadurch gegeben, dass sich hier die Gravitationswirkung des Haufens und diejenige der Milchstraße gerade die

Diese Farben-Helligkeits-Diagramme einiger naher offener Sternhaufen basieren auf den Messungen des Hipparcos-Satelliten. Aufgetragen ist die absolute Helligkeit gegen die Farbe. Die durch Einzelsterne definierte Hauptreihe ist sehr gut erkennbar. Die darüberliegenden Haufenmitglieder sind Doppelsterne, die nicht in Einzelsterne aufgelöst werden konnten. Die Farbe $B_2 - V_1$ bezieht sich auf das Genfer fotometrische System, das sich leicht vom Standardsystem unterscheidet.



Nach van Leeuwen 2009 / SuW-Grafik



Siegfried Röser, Elena Schilbach / SuWi-Grafik

Die Altersverteilung der offenen Sternhaufen in Sonnenumgebung zeigt, dass die Zahl der Haufen ab einem Alter von einigen hundert Millionen Jahren dramatisch abnimmt. Die rote Kurve stellt einen exponentiellen Abfall mit einer Zerfallszeit von 330 Millionen Jahren dar.

Waage halten. Innerhalb dieses »Gezeitenradius« gehören die Sterne zum Haufen, außerhalb haben sie ihn verlassen. Wir finden eine Analogie im Sonne-Erde-Mond-System: Der Mond befindet sich innerhalb des Gezeitenradius des Erde-Mond-Systems, er ist somit ein Trabant der Erde und kein Planet.

Vor fast 50 Jahren hat der amerikanische Astronom Ivan King eine Theorie entwickelt, wie man aus der Verteilung der Sterne eines Haufens am Himmel auf dessen Gezeitenradius schließen kann. Die Anwendung dieser Theorie auf Kugelsternhaufen gelingt einfacher als auf offene Sternhaufen, da der Kontrast zum Hintergrund groß und die Mitgliedschaft leichter bestimmbar ist. Bei offenen Sternhaufen spielt die Bestimmung der Mitgliedschaft die entscheidende Rolle. Obwohl der Tycho-2-Katalog keine hohe Reichweite besitzt, gelang es uns, die Gezeitenradien von 236 Haufen zu bestimmen. Es zeigte sich, dass sie etwa 3,5-mal so groß sind wie die großen Halbachsen der Haufen im Tycho-2-Katalog. Mit dieser Umrechnungsformel konnten wir die Gezeitenradien aller 650 Haufen unserer Liste ableiten.

Aus den Gezeitenradien lässt sich die Masse der Sternhaufen abschätzen. Derart bestimmte Massenwerte werden »Gezeitenmassen« genannt. Der Gezeitenradius ist ja dadurch gegeben, dass sich in diesem Abstand vom Zentrum des Haufens die Gravitationskräfte von Haufen und Milchstraße gerade aufheben. Kennt man die Gravitationswirkung der Milchstraße am

Ort des Haufens, so ist auch die Haufenmasse gegeben. Damit waren die Massen aller Haufen unserer Liste bestimmt.

Die zeitliche Entwicklung offener Sternhaufen

Damit liegen die wichtigsten Informationen vor, um die Entwicklung der offenen Sternhaufen in der Sonnenumgebung zu beschreiben. Wir kennen die Häufigkeitsverteilung ihres Alters, ihrer Leuchtkraft und Masse. Betrachten wir zunächst die Altersverteilung der Haufen in der Grafik oben: Ihre Interpretation ist aufschlussreich. Würden einmal entstandene Haufen nicht zerfallen, so müsste es Sternhaufen geben, die so alt sind wie die galaktische Scheibe (etwa zehn Milliarden Jahre). Dann ließe sich aus der Altersverteilung die Entstehungsrate der Haufen im Laufe der Zeit direkt ablesen. Dies ist offensichtlich nicht so: Ab einem bestimmten Alter nimmt die Anzahl der offenen Sternhaufen drastisch ab. Ähnlich wie beim radioaktiven Zerfall gibt es eine typische Lebenszeit, bei der die anfängliche Zahl der Haufen um den Faktor $1/e = 0,37$ abgenommen hat. Unter Annahme einer konstanten Bildungsrate der Haufen lassen sich aus dem Verlauf der Kurve sowohl diese Bildungsrate als auch die typische Lebenszeit ableiten. Die Rechnung ergibt, dass sich im Bereich bis 1000 Parsec um die Sonne im Mittel 1,25 Haufen pro Million Jahre bilden, ihre mittlere Lebensdauer beträgt 330 Millionen Jahre. Bezogen auf das Alter der Scheibe erleben wir damit heute die 30. bis 40. Generation der offenen Sternhaufen.

Allerdings zeigen Computersimulationen, dass die Lebenserwartung der Haufen stark von ihrer Masse abhängt: Je massereicher ein Haufen ist, umso länger dauert es, bis ihn die Gezeitenkräfte der Milchstraße »zerrieben« haben. Weiter finden wir, dass die Massenverteilung aller Sternhaufen in der Sonnenumgebung von den massearmen Haufen dominiert wird. Die Massenfunktion der jüngsten offenen Sternhaufen ist jener der eingebetteten Haufen ähnlich (siehe Grafik auf S. 36). Ein weiterer Befund: Unter den jüngsten offenen Sternhaufen ist der Anteil derer mit Massen unter 1000 Sonnenmassen wesentlich geringer als bei den älteren Haufen. Der flache Verlauf der Massenverteilung bei den jüngsten Haufen bedeutet, dass hier die massereicheren Haufen am meisten zur Gesamtmasse beitragen.

In der Tat zeigt sich, dass die jüngsten Haufen im Mittel 4500 Sonnenmassen besitzen, die durchschnittliche Masse der Haufen in Sonnenumgebung beträgt dagegen nur 700 Sonnenmassen. Offenbar verlieren die offenen Sternhaufen während ihres Lebens stark an Masse. Die jüngsten Sternhaufen verlieren ihre Masse zum Teil durch Entwicklung und Sterben ihrer massereichsten Mitglieder in den ersten Millionen Jahren. Allerdings kommt der hauptsächlichliche Massenverlust dadurch zu Stande, weil den Haufen vor allem massearme Sterne durch die Gezeitenwirkung der Milchstraße entrissen werden.

Der Beitrag offener Sternhaufen zum Aufbau der Scheibe

Nun schätzen wir ab, wie viele Sterne der galaktischen Scheibe sich jemals in einem Sternhaufen aufgehalten haben, bevor er aufgelöst wurde. Wie die Grafik oben zeigt, erreichen nur wenige Haufen ein Alter von einer Milliarde Jahren; dagegen können Sterne von einer Sonnenmasse und weniger um ein Vielfaches älter sein, ohne dass sie sich merklich verändert haben – die Sterne eines Haufens können dessen Auflösung bei Weitem überleben.

Um den Beitrag der offenen Haufen zur galaktischen Scheibe abzuschätzen, müssen wir das Produkt aus der Bildungsrate der Haufen mit ihrer mittleren Anfangsmasse über das Alter der Scheibe aufsummieren. Wie oben beschrieben, beträgt die Bildungsrate im Umkreis von 1000 Parsec um die Sonne 1,25 Haufen pro Million Jahre und ihre mittlere Anfangsmasse 4500 Sonnenmassen. Da die Milchstraßenschei-

be, in der sich die Haufen bilden, im Vergleich zu ihrem Durchmesser sehr dünn ist, gehen wir die Frage zweidimensional an. Der Wert von 1,25 übersetzt sich damit in 0,4 Haufen pro Quadratparsec und Million Jahre. Nun benötigen wir nur noch das Alter der Scheibe. Sie ist die jüngste Komponente der Galaxis, ihre ältesten Sterne sind etwa zehn Milliarden Jahre alt. Damit liefert die oben beschriebene Rechnung für den Beitrag aller jemals gebildeten offenen Sternhaufen zur Massendichte der Scheibe den Wert von 18 Sonnenmassen pro Quadratparsec.

Aus der Analyse der Sternbewegungen senkrecht zur galaktischen Scheibe konnten die Astronomen Johan Holmberg und Chris Flynn 2004 die gesamte Massendichte der Scheibe (Gas, Staub und Sterne) am Ort der Sonne bestimmen. Für die Sterne allein ergaben sich 35 Sonnenmassen pro Quadratparsec. Aber die meisten der jemals in der Milchstraße gebildeten massereichen Sterne sind inzwischen schon vergangen und haben einen Großteil ihrer Masse in Form von Gas und Staub wieder an die Scheibe abgegeben. Daraus sind bereits mehrfach wieder Sterne entstanden. Wenn wir dies berücksichtigen, ergibt sich, dass in der galaktischen Scheibe insgesamt 48 Sonnenmassen pro Quadratparsec in Form von Sternen gebildet wurden. Demnach haben die offenen Sternhaufen 18/48 oder rund 40 Prozent zur Gesamtmasse beigetragen. Für die Sonne wie für jeden anderen Stern gilt also, dass sie mit 40 Prozent Wahrscheinlichkeit in einem – inzwischen längst aufgelösten – offenen Sternhaufen entstanden ist.

Und woher kommen die übrigen 60 Prozent der Sterne der Scheibe? Die Beobachtungen zeigen immer deutlicher, dass Sterne nur selten allein entstehen – demnach stammen diese 60 Prozent aller Sterne vermutlich aus den 90 Prozent aller eingebetteten Sternhaufen, die das Kindesalter nicht überleben.

So schließt sich der Kreis, der bei den eingebetteten offenen Sternhaufen begann. Die Massenfunktionen der eingebetteten und der jungen offenen Sternhaufen haben die gleiche Gestalt. Aber während man kaum eingebettete Sternhaufen mit mehr als 3000 Sonnenmassen findet, gibt es umgekehrt eigentlich zu wenige junge offene Haufen mit weniger als 3000 Sonnenmassen. Daraus folgt, dass massearme eingebettete Haufen schnell zerfallen und nicht zu vergleichsweise

langlebigen, gravitativ gebundenen offenen Sternhaufen werden.

Und warum sind eingebettete Haufen mit mehr als 3000 Sonnenmassen so selten? Diese Frage haben Pavel Kroupa und Chris Boily schon 2002 beantwortet: In Sternhaufen mit 3000 Sonnenmassen und mehr bilden sich viele O- und B-Sterne, die ihre Umgebung mit ihren Winden schnell von Gas und Staub reinigen. NGC 3603 ist hierfür ein gutes Beispiel. Die Chance, einen massereichen jungen Sternhaufen zu entdecken, in dem die O- und B-Sterne ihre Umgebung noch nicht freigefegt haben, ist sehr gering. Wenn andererseits in einem massearmen eingebetteten Haufen ein massereicher Stern entsteht, so bläst er nicht nur Gas und Staub hinweg, sondern auch gleich den ganzen kleinen Haufen auseinander. Auf diese Weise kommen die restlichen 60 Prozent der Masse der galaktischen Scheibe zu Stande. So könnte es der Sonne also auch ergangen sein. ☺



SIEGFRIED RÖSER und **ELENA SCHILBACH** erforschen am Astronomischen Recheninstitut, Zentrum für Astronomie der Universität Heidelberg die offenen Sternhaufen und ihre Rolle bei der Entwicklung unserer Galaxis.

Literaturhinweise

Bastian, U.: Hipparcos, die wissenschaftliche Ernte beginnt. In: Sterne und Weltraum 11/1997, S. 938–941

Burbidge, G.: Fred Hoyle – Astrophysiker, Kosmologe, Querdenker. In: Sterne und Weltraum 1/2003, S. 26–31

Lada, C., Lada, E.: Embedded Clusters in Molecular Clouds. In: Annual Review of Astronomy and Astrophysics 41, 2003, S. 57–115

Pfau, W.: Streifzüge im Hertzsprung-Russell-Diagramm. Teil 1 in: Sterne und Weltraum 6/2006, S. 32–40, Teil 2 in: Sterne und Weltraum 11/2006, S. 45–52

Weitere Literatur im Internet:

www.astronomie-heute.de/artikel/1114729

teleskop-austria.at

WIEN OPERINGASSE 23.
+43 699 1197 0808
SHOP-WIEN@TELESKOP-AUSTRIA.COM
LINZ GÄRTNERSTR. 16.
+43 676 5457 994
SHOP-LINZ@TELESKOP-AUSTRIA.COM

BERATUNG, SERVICE, VERKAUF.
WIR LIEFERN WELTWEIT!



PULSAR-2 STEUERUNG
1190€



SPLER OKULARE
76€



3MM, 5MM, 6MM, 9MM,
12MM, 14MM, 18MM

URSAMINOR STEUERUNG
BLUETOOTH
AB 99€
USB+DSLR
AB 87€
SOFTWARE
AB 29€



LACERTA EQHC HANDBOX
89€
Mit Autoguider Eingang

FÜR EQ3, EQ5, VIXEN-GP,
ASTRO5 UND ANDERE
STEUERUNGEN