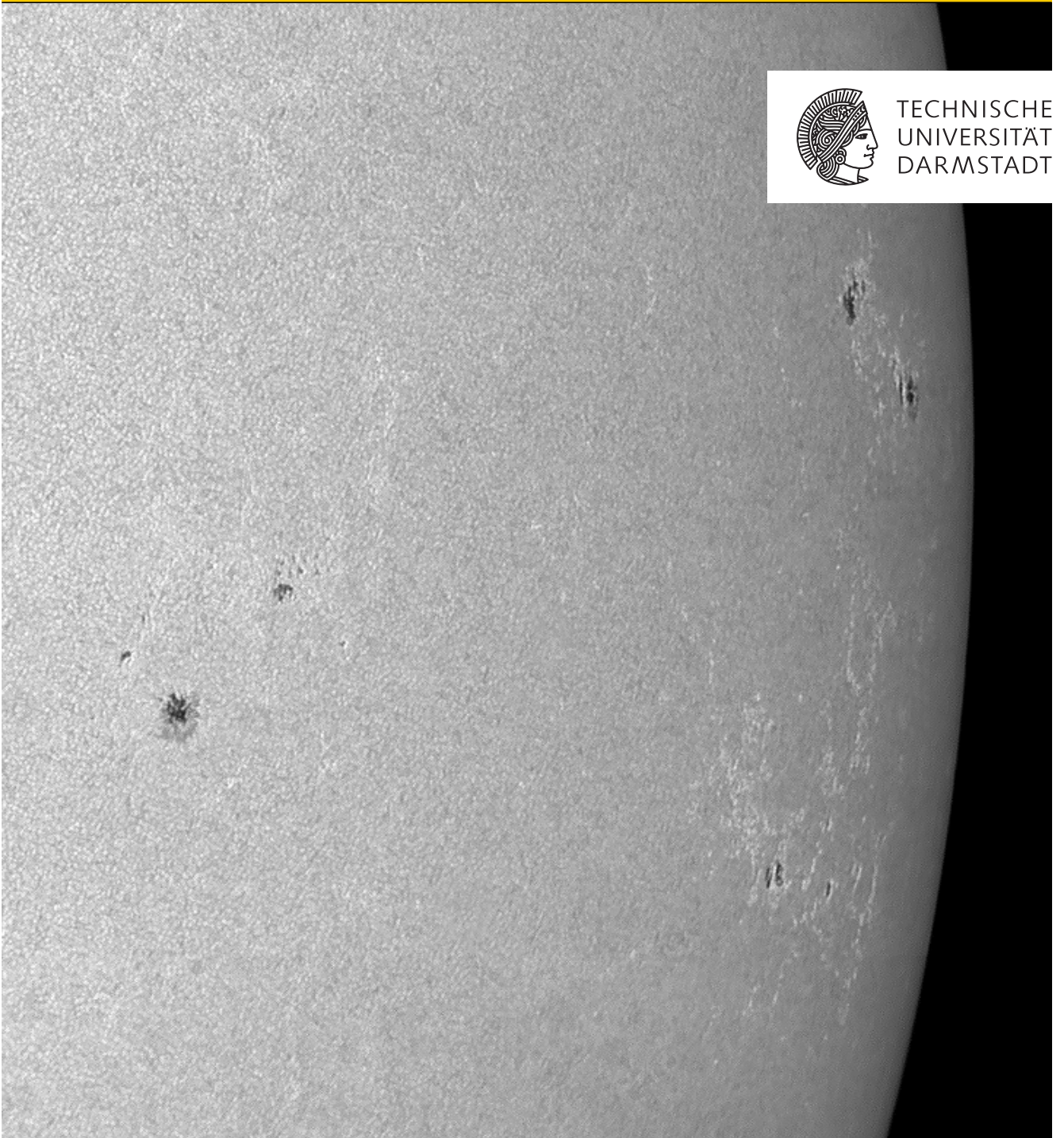


# Physik der Sonnenatmosphäre

Versuch 4.17, Abteilung A  
Fortgeschrittenenpraktikum Physik



TECHNISCHE  
UNIVERSITÄT  
DARMSTADT



---

## Inhaltsverzeichnis

---

<b>1</b>	<b>Einleitung</b>	<b>2</b>
<b>2</b>	<b>Vorbereitung</b>	<b>3</b>
<b>3</b>	<b>Literatur</b>	<b>4</b>
<b>4</b>	<b>Grundlagen: Physik der Sonne</b>	<b>5</b>
4.1	Die Sonne als Stern . . . . .	5
4.2	Das Innere der Sonne . . . . .	6
4.3	Die Sonnenatmosphäre . . . . .	7
4.4	Strukturen in der Sonnenatmosphäre . . . . .	8
4.5	Sonnenaktivität . . . . .	10
<b>5</b>	<b>Grundlagen: Sonnenbeobachtung</b>	<b>12</b>
5.1	Luftturbulenzen und Seeing . . . . .	12
5.2	Intensitätsreduktion und Filterung . . . . .	13
5.3	Kameras und Lucky Imaging . . . . .	16
<b>6</b>	<b>Grundlagen: TURM Observatorium</b>	<b>17</b>
6.1	Teleskoparray . . . . .	17
6.2	Steuersoftware . . . . .	19
<b>7</b>	<b>Versuchsdurchführung</b>	<b>22</b>
7.1	Inbetriebnahme des Observatoriums . . . . .	22
7.2	Weisslichtbeobachtung (T3) . . . . .	22
7.3	Ca-K Beobachtung (T2) . . . . .	23
7.4	H- $\alpha$ Beobachtung (T4) . . . . .	23
7.5	Beurteilung der Daten . . . . .	23
7.6	H- $\alpha$ Detailbeobachtung (T1, optional) . . . . .	24
7.7	Herunterfahren des Observatoriums . . . . .	24
<b>8</b>	<b>Schriftliche Ausarbeitung</b>	<b>25</b>

---

## Impressum

---

V1.0 – 24. März 2021

Robert Roth (robert.roth@physik.tu-darmstadt.de)

Theoriezentrum, Institut für Kernphysik  
Fachbereich Physik, TU Darmstadt

Titelbild: Sonne im Weißlicht, Baader Planetarium

---

## 1 Einleitung

---

Die Sonne spielt eine zentrale Rolle für unser Leben – und das auf viele verschiedene Weisen. Sie ist Voraussetzung für die Existenz der Erde und sorgt für lebensfreundliche Bedingungen auf unserem Planeten. Sie versorgt Natur und Mensch jederzeit mit Energie und erscheint als eine verlässliche Konstante in unserem Leben. Dabei vergisst man leicht, dass die Sonne ein brodelnder Ball aus Gas ist, zusammengehalten von der eigenen Gravitation, in dessen Zentrum Kernfusionsprozesse bei Temperaturen von 15 Millionen Kelvin ablaufen. Selbst an ihrer sichtbaren Oberfläche laufen explosive Prozesse ab, bei denen große Mengen an heißem Plasma in den Weltraum geschleudert werden und gelegentlich auch die Erde treffen. Die resultierenden geomagnetischen Stürme sind eine Gefahr für Satelliten, Stromnetze und unsere gesamte Informations- und Kommunikationstechnologie. Selbst ohne diese Ereignisse ist uns allen klar, dass selbst kleine Änderungen im Verhalten der Sonne katastrophale Auswirkungen auf das Ökosystem der Erde hätten. Insofern erscheint es klug, die Sonne zu beobachten und so ihre Funktionsweise zu verstehen.

Die Sonne ist gleichzeitig der nächstgelegene Stern. Das eröffnet einzigartige Möglichkeiten durch Detailbeobachtungen, die für andere Sterne kaum realisierbar sind, mehr über die Dynamik von Sternen zu lernen und präzise Modelle für die Beschreibung der Struktur und Evolution von Sternen zu entwickeln. Dabei ist die Sonne ein recht gewöhnlicher Stern der Spektralklasse G2V mit einer effektiven Oberflächentemperatur von 5780 K. Sie befindet sich in der Mitte ihres Sternenlebens, sie ist 4.6 Milliarden Jahre alt und hat eine Lebenserwartung von ca. 9 Milliarden Jahren. Danach wird der Brennstoff für die Fusionsprozesse in ihrem Zentrum aufgebraucht sein und sie wird zunächst zu einem roten Riesen und dann zu einem weißen Zwerg werden.

Dieser Versuch beschäftigt sich mit der Beobachtung der Sonne im sichtbaren Bereich des elektromagnetischen Spektrums. Dazu stehen Ihnen die Teleskope des TURM Observatoriums auf dem Uhrturm zur Verfügung. Die dortigen Instrumente sind speziell für die Beobachtung der Sonne ausgelegt, die sich in einigen wichtigen Aspekten von gewöhnlichen astronomischen Beobachtungen am Nachthimmel unterscheidet. Ein Unterschied ist die enorme Strahlungsintensität, die durch geeignete Filter reduziert werden muss, um die verwendeten Detektoren (d.h. Kameras) nicht zu zerstören. Dabei gibt es zwei verschiedene Strategien: entweder man reduziert die Intensität über einen breiten Wellenlängenbereich (breitbandig) auf ein vertretbares Maß oder man verwendet nur ein sehr schmales Fenster von Wellenlängen (schmalbandig) für die Beobachtung. Im TURM Observatorium stehen insgesamt drei Teleskope für die Abbildung der gesamten Sonnenscheibe zur Verfügung: eines für die breitbandige Beobachtung und zwei für die schmalbandige Beobachtung bei den Wellenlängen für spezifische atomare Übergänge in Wasserstoff- bzw. Kalzium-Atomen. Ein viertes Teleskop kann für die hochaufgelöste Beobachtung von Details mit einem besonders schmalbandigen Filter genutzt werden.

Zusammen ergeben die verschiedenen Wellenlängenbereiche ein umfassendes Bild der sichtbaren Sonnenoberfläche bzw. der Sonnenatmosphäre. Die breitbandige Beobachtung zeigt die Struktur der Photosphäre, der sichtbaren Oberfläche der Sonne, mit den bekannten Sonnenflecken. Die schmalbandige Beobachtung zeigt die höheren Schichten der Sonnenatmosphäre, insbesondere die Chromosphäre, mit vielen verschiedenen sehr dynamischen Strukturen, z.B. Protuberanzen und Filamente. Neben der Diskussion der aktuell sichtbaren Strukturen beinhaltet der Versuch die quantitative Messung und Analyse zweier wichtiger Phänomene: der Randverdunkelung und der differentiellen Rotation. Beide sind für das Verständnis der Physik der Sonnenatmosphäre und der Sonnenaktivität wesentlich.

---

## 2 Vorbereitung

---

Im Rahmen Ihrer Vorbereitung auf den Praktikumstermin sollten Sie folgende Punkte beachten:

- Arbeiten Sie diese Anleitung sorgfältig durch. Beachten Sie die expliziten Hinweise zur Vorbereitung, die in den einzelnen Abschnitten enthalten sind (graue Kästen).
- Nutzen Sie dabei die in Abschnitt 3 angegebene, weiterführende Literatur – diese Anleitung ist zwar recht ausführlich, enthält aber nur die absoluten Grundlagen.
- Machen Sie sich mit den Webseiten des TURM Observatoriums und den dortigen Informationen zur Sonnenbeobachtung vertraut:

[🔗 TURM Observatory](https://turm.physik.tu-darmstadt.de)  
https://turm.physik.tu-darmstadt.de

Eine Überblick über die letzten Beobachtungsergebnisse mit den Teleskopen des TURM Observatoriums können Sie sich vorab auf folgender Webseite verschaffen:

[🔗 TURM Observatory - Solar Image Browser](https://turm.physik.tu-darmstadt.de/internal/solar_browser.php)  
https://turm.physik.tu-darmstadt.de/internal/solar\_browser.php

Zur besseren Einordnung sind im Folgenden einige Stichpunkte angegeben, die im Rahmen der Vorbesprechung diskutiert werden:

- Praktische Astronomie: Beobachtungsinstrumente und Orientierung am Himmel
- Aufbau der Sonne
- Sonnenatmosphäre: Photosphäre, Chromosphäre, Korona
- Strukturen der Sonnenatmosphäre: Sonnenflecken, Filamente, Protuberanzen, etc.
- Strahlungstransport und Randverdunkelung
- Aktivitätszyklus und differentielle Rotation
- Spezielle Anforderungen der Sonnenbeobachtung
- Filterung: Intensitätsfilter, Fabry-Perot- und Interferenzfilter
- Luftunruhe und Lucky Imaging

---

### 3 Literatur

---

Hier einige spezifische Hinweise zur weiterführenden Literatur mit Angaben zu den relevanten Kapiteln. Die Quellen sind als E-Books aus dem Netzwerk der TU verfügbar (mit einer Ausnahme). Ein Click auf die blauen Links führt direkt auf das E-Book.

Die **fett** hervorgehobenen Kapitel bilden die Literaturliste zu diesem Versuch. Sollten sie Schwierigkeiten haben, auf die Quellen zuzugreifen, dann wenden Sie sich bitte rechtzeitig an ihre Betreuerin oder ihren Betreuer.

🔗 [W. Demtröder – Experimentalphysik 4 – Springer \(2017\)](https://link.springer.com/book/10.1007/978-3-662-52884-6)

<https://link.springer.com/book/10.1007/978-3-662-52884-6>

Einen guten ersten Überblick über das Thema geben die **Kapitel 9 (Grundlagen der experimentellen Astronomie und Astrophysik)** und **Kapitel 10 (Unser Sonnensystem)**. Arbeiten Sie unbedingt die Abschnitte 10.5 (Die Sonne als stationärer Stern) und 10.6 (Die aktive Sonne) durch!

🔗 [G. Severino – The Structure and Evolution of the Sun – Springer \(2017\)](https://link.springer.com/book/10.1007/978-3-319-64961-0)

<https://link.springer.com/book/10.1007/978-3-319-64961-0>

Einführung in die Physik der Sonne in **Kapitel 2 (Introduction to the Sun)** und der Strahlungsphysik der Sonnenatmosphäre in **Kapitel 3 (The Photosphere)**.

🔗 [J. L. Jenkins – Observing the Sun - A Pocket Field Guide – Springer \(2013\)](https://link.springer.com/book/10.1007/978-1-4614-8015-0)

<https://link.springer.com/book/10.1007/978-1-4614-8015-0>

Einfacher Überblick über die Struktur der Sonne in **Kapitel 1 (The Sun as a Star)** und eine umfassende Darstellung zu den beobachtbaren Strukturen in **Kapitel 2 (Identifying Solar Features)**. Beides eher aus der Perspektive des Praktikers (und nicht des Theoretikers).

🔗 [B. W. Carroll, D. A. Ostlie – An Introduction to Modern Astrophysics – Cambridge \(2017\)](https://www.cambridge.org/highereducation/books/an-introduction-to-modern-astrophysics/140DDF8A480C3841DCCD76D66984D858)

<https://www.cambridge.org/highereducation/books/an-introduction-to-modern-astrophysics/140DDF8A480C3841DCCD76D66984D858>

Eines der besten Bücher zur Astrophysik allgemein – leider nur als echtes Buch in der ULB verfügbar. Relevant sind insbesondere **Kapitel 9 (Stellar Atmospheres)** und **Kapitel 11 (The Sun)**.

🔗 [A. Hanslmeier – Einführung in die Astronomie und Astrophysik – Springer \(2014\)](https://link.springer.com/book/10.1007/978-3-642-37700-6)

<https://link.springer.com/book/10.1007/978-3-642-37700-6>

Kompakte Darstellung zu den Grundlagen der Sonnenphysik und Sonnenbeobachtung in Kapitel 7 (Die Sonne) und der allgemeineren Grundlagen in Kapitel 5 (Astronomische Instrumente) und Kapitel 9 (Sternatmosphären).

🔗 [P. V. Foukal – Solar Astrophysics – Wiley \(2004\)](https://onlinelibrary.wiley.com/doi/book/10.1002/9783527602551)

<https://onlinelibrary.wiley.com/doi/book/10.1002/9783527602551>

Ein umfassendes Buch zur Astrophysik der Sonne. Relevant sind insbesondere Kapitel 2 (Radiative Transfer in the Sun's Atmosphere), Kapitel 5 (The Photosphere), Kapitel 8 (Observations of Photospheric Activity and Magnetism), Kapitel 9 (The Chromosphere and Corona) und Kapitel 10 (Prominences and Flares).

🔗 [M. Stix – The Sun - An Introduction – Springer \(2004\)](https://link.springer.com/book/10.1007/978-3-642-56042-2)

<https://link.springer.com/book/10.1007/978-3-642-56042-2>

Der Klassiker unter den Lehrbüchern zu Physik der Sonne.

---

## 4 Grundlagen: Physik der Sonne

---

Dieser Abschnitt gibt nur einen ersten Überblick über die Physik der Sonne. Zur Vertiefung ist es unabdingbar die angegebene Literatur zu nutzen! Als Einstieg bieten sich die Abschnitte 10.5 und 10.6 in W. Demtröder, Experimentalphysik 4 an.

### 4.1 Die Sonne als Stern

Die Sonne ist eine Kugel bestehend aus heißem Gas bzw. Plasma, die durch ihre eigene Gravitationswechselwirkung zusammengehalten wird. Der Gravitationswechselwirkung steht der Gas- und Strahlungsdruck im Inneren der Sonne entgegen, der sie gegen eine Kollaps aufgrund der eigenen Gravitation stabilisiert. Für die Aufrechterhaltung dieses Drucks ist die permanente Energieproduktion im Zentrum der Sonne verantwortlich – Wasserstoff wird über eine Kette von Kernreaktionen zu Helium fusioniert. In diesem Stadium ihres Lebenszyklus ist die Sonne (und Sterne allgemein) besonders stabil, sie bevölkern die sog. Hauptreihe im Hertzsprung-Russell-Diagramm. Diese Lebensphase der Sonne endet in ca. 4.5 Milliarden Jahren, wenn der Wasserstoff im Zentrum verbraucht ist. Der Kern zieht sich zusammen und Wasserstoffbrennen beginnt in den äußeren Schalen der Sonne – sie bläht sich zu einem roten Riesen auf. Im Kern zünden schließlich weitere Fusionsprozesse ausgehend von Helium als Brennstoff. Wenn auch diese verlöschen wird die Sonne zu einem weißen Zwerg, der keine Energie mehr produziert. Die äußeren Schalen werden dabei abgestoßen und bilden einen planetarischen Nebel.

Dieses Schicksal teilt die Sonne mit allen Sternen vergleichbarer Masse. Oft wird die Sonne als sehr durchschnittlicher oder gewöhnlicher Stern charakterisiert. Das stimmt nicht ganz – nur 3% der Sterne unserer Galaxis, der Milchstraße, gehören zur gleichen Spektralklasse G wie die Sonne und haben somit vergleichbare Eigenschaften. Knapp 90% der Sterne sind masseärmer als die Sonne (Spektralklassen M und K) und gut 7% der Sterne sind massereicher (Spektralklassen F, A, B und O). Die Sonne gehört damit zu einem Sternentyp, der eine besonders lange und ruhige Hauptreihenphase aufweist – ideal für die Entwicklung von Leben. Masseärmere Sterne verweilen zwar noch länger auf der Hauptreihe, sie zeigen dafür aber wesentlich mehr Aktivität und Variabilität als die Sonne. Wir haben also einen idealen Heimatstern erwischt.

Die folgende Tabelle fasst die wichtigsten Kenngrößen der Sonne zusammen:

Mittlerer Abstand zur Erde	$1.496 \times 10^8 \text{ km} = 1 \text{ AU}$
Radius $R_{\odot}$	$695700 \text{ km} = 109 R_{\oplus}$
Masse $M_{\odot}$	$1.9885 \times 10^{30} \text{ kg} = 333000 M_{\oplus}$
Alter	4.6 Milliarden Jahre
Leuchtkraft $L_{\odot}$	$3.828 \times 10^{26} \text{ W}$
eff. Oberflächentemperatur $T_{\text{eff}}$	5780 K
Temperatur im Zentrum	$15 \times 10^6 \text{ K}$
Spektralklasse	G2V
Zusammensetzung (Oberfläche, bzgl. Masse)	73.46% H, 24.85% He, 0.77% O, 0.29% C,...
Rotationsperiode am Äquator	~24 Tage
Rotationsperiode in Polnähe	~33 Tage

**Tabelle 1:** Steckbrief der Sonne.

## 4.2 Das Innere der Sonne

Die Abbildung 1 zeigt einen schematischen Querschnitt durch das Sonneninnere. Im Kern der Sonne, bis zu einem Radius von ca.  $0.3R_{\odot}$ , finden die Kernreaktionen statt, mit denen die Sonne Energie produziert. Die Sonne fusioniert Wasserstoffkerne in verschiedenen Ketten von Kernreaktionen zu  ${}^4\text{He}$  und setzt dabei Energie frei. Die in der Sonne häufigste Gruppe von Reaktionen sind die sog. pp-Ketten, darüber hinaus läuft in geringerem Maße auch der CNO-Zyklus ab.

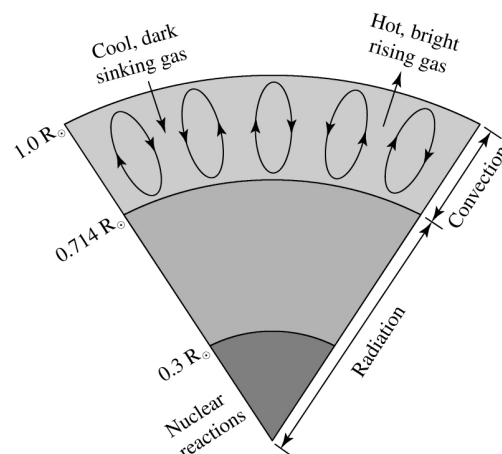
Die in den Kernreaktionen erzeugten Neutrinos können den Kern der Sonne fast ungehindert verlassen, da sie nur sehr schwach mit Materie wechselwirken. Für jede Netto-Reaktion werden zwei Neutrinos erzeugt, insgesamt produziert die Sonne pro Sekunde mehr als  $10^{38}$  Neutrinos, die ca. 3% der in der Sonne erzeugten Energie wegtragen. Auf der Erde kommen ca.  $10^{11}$  Sonnenneutrinos pro Sekunde und Quadratzentimeter an – ohne dass wir davon etwas merken. Es bedarf riesiger Detektoren, wie z.B. dem Super-Kamiokande Detektor, um diese Neutrinos nachzuweisen. Die Beobachtung der Sonnenneutrinos hat wichtige Beiträge zum Nachweis von Neutrinooszillationen und zum Verständnis der Kernreaktionen im Kern der Sonne geleistet.

Der größte Teil der Energie wird von der Sonne in Form von Photonen abgestrahlt, sie haben allerdings einen sehr viel beschwerlicheren Weg aus dem Sonnenkern hinter sich. An den Sonnenkern schließt sich die sog. Strahlungszone an, die bis zu ca.  $0.7R_{\odot}$  hinausreicht. In diesem Bereich transportieren die Photonen durch Diffusionsprozesse die Energie aus dem Kern nach außen. Allerdings ist die mittlere freie Weglänge der Photonen, d.h. die Strecke die ein Photon im Mittel zwischen zwei Streu- oder Absorptionsprozessen zurücklegen kann, sehr klein. Sie ist lediglich von der Größenordnung Millimeter, so dass der Diffusionsprozess (Random-Walk) sehr lange dauert. Simulationsrechnung geben hier Zeitspannen in der Größenordnung von 100000 Jahre für den Energietransport vom Kern bis an den Rand der Strahlungszone. Die ursprünglich sehr hochenergetischen Photonen aus den Kernreaktionen ( $\gamma$ -Quanten) werden dabei zu einer größeren Zahl von Photonen mit niedrigeren Energien umgewandelt.

Zwischen  $0.7R_{\odot}$  und  $1R_{\odot}$  ist das solare Plasma instabil gegen Konvektionsströmungen. In diesem Bereich bilden sich also großskalige Strömungen im Plasma aus, die die Energie sehr viel effizienter an die Oberfläche transportieren können. Heißes Gas steigt an die Oberfläche, kühlt sich ab und sinkt wieder an den unteren Rand der Konvektionszone. Die Zeitskala für den Energietransport durch die Konvektionszone beträgt nur ca. ein Jahr.

Neben den einfachen konvektiven Strömungen ändert sich in der Konvektionszone auch das Rotationsverhalten der Sonne. Die Strahlungszone rotieren quasi als starrer Körper mit einer Rotationsperiode von ca. 28 Tagen. In der Konvektionszone bildet sich dagegen eine differentielle Rotation aus, das Sonnenplasma rotiert am Sonnenäquator schneller als in höheren Breitengraden auf der Sonne. Dieser Unterschied ist bei der Beobachtungen langlebiger Strukturen auf der Sonnenoberfläche direkt sichtbar – die Rotationsperiode am Äquator beträgt etwa 24 Tage und in den Polregionen etwa 33 Tage. Dies sind sog. siderische Rotationsperioden. Die tatsächlich von der Erde beobachteten Perioden sind aufgrund der Bahnbewegung der Erde um ca. 2 Tage länger (synodische Rotationsperiode).

Diese verschiedenen Strömungen des Plasmas (bewegte Ladungen) erzeugen eine komplizierte Wechselwirkung mit dem Magnetfeld der Sonne. Die Kopplung von Plasmabewegung und Magnetfeld ist verantwortlich für alle Oberflächenstrukturen auf der Sonne und den Aktivitätszyklus.



**Abbildung 1:** Querschnitt durch das Sonneninnere [aus Carroll & Ostlie].

### 4.3 Die Sonnenatmosphäre

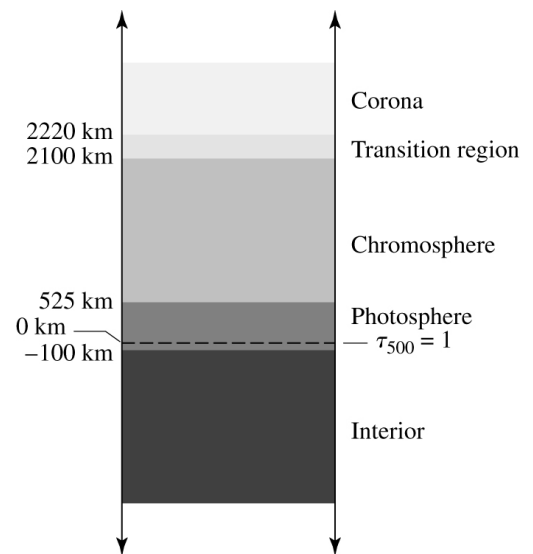
Wenn wir die Sonne beobachten, z.B. im sichtbaren Bereich des elektromagnetischen Spektrums mit geeigneten Filtern, um die immense Intensität zu reduzieren, dann sehen wir eine perfekte Kugel mit einer scharf begrenzten Oberfläche. Gelegentlich sind auf dieser Oberfläche dunklere Strukturen zu erkennen, die Sonnenflecken. Es stellt sich die Frage, warum ein Ball aus Gas bzw. Plasma, der keine feste Oberfläche besitzt, überhaupt eine scharf begrenzte, scheinbare Oberfläche zeigt? Was zeichnet diese sichtbare Oberfläche aus?

Die scheinbare Oberfläche wird als Photosphäre bezeichnet und definiert die niedrigste Schicht in der Sonnenatmosphäre. Sie hat eine Dicke von ca. 500 km, verglichen mit dem Sonnenradius handelt es sich also um eine sehr dünne Schicht. Photonen, die von dem heißen Gas der Photosphäre emittiert werden, können die darüber liegenden Schichten der Atmosphäre mit großer Wahrscheinlichkeit ohne weitere Streuung oder Absorption durchqueren und gelangen so in unsere Detektoren auf der Erde. Es sind also die Wechselwirkungen der Photonen mit dem Sonnenplasma und die lokalen Eigenschaften des Sonnenplasmas, z.B. die Dichte und die Temperatur, die die Photosphäre auszeichnen.

Unterhalb der Photosphäre ist die mittlere freie Weglänge noch so klein, dass emittierte Photonen schnell wieder absorbiert werden. Für das Absorptionsverhalten im Übergangsbereich zur Photosphäre spielen  $H^-$  Ionen und ihre Dissoziation eine große Rolle. Durch die permanente Wechselwirkung zwischen Strahlung und Materie stellt sich ein Gleichgewicht ein, so wie bei einem Hohlraum- bzw. Schwarzkörperstrahler. Das Spektrum dieser Strahlung entspricht einem Schwarzkörperspektrum, beschrieben durch das Plancksche Strahlungsgesetz, das von der Temperatur des Gases abhängt. Die aus der spektralen Verteilung der Photonen bestimmte Temperatur definiert die effektive Oberflächentemperatur der Sonne – sie beträgt 5780 K. Dabei ist die Dichte der Photosphäre bereits sehr gering, ca.  $2 \times 10^{-4} \text{ kg/m}^3$  also 4 Größenordnungen dünner als die Erdatmosphäre auf Meereshöhe.

Ein Charakteristikum der Schwarzkörperstrahlung ist die isotrope Emission, d.h. die Intensität hängt nicht vom Abstrahlungswinkel ab. Bei der Betrachtung einer einfachen Aufnahme der Sonne fällt allerdings sofort eine deutliche Verringerung der Intensität von der Mitte der Sonnenscheibe zum Rand hin auf. Diese sog. Randverdunkelung (limb darkening) ist ein absolut nichttrivialer Effekt, der auf die vertikale Variation der Temperatur in der Photosphäre zurückgeht. Am unteren Ende der Photosphäre herrschen ca. 6000 K und am oberen Ende ca. 4500 K. Beobachtet man die Photosphäre in der Mitte der Sonnenscheibe, so stammen die Photonen, die aus der Atmosphäre entkommen können aus den tiefen und heißen Schichten der Photosphäre. Bei einer Beobachtung in den äußeren Regionen der Sonnenscheibe schaut man unter einen flachen Winkel in die Photosphäre, d.h. die Photonen, die noch entkommen können, stammen aus höheren und kühleren Regionen der Photosphäre. Die Intensität der Schwarzkörperstrahlung skaliert entsprechend dem Stefan-Boltzmann-Gesetz mit  $T^4$ , d.h. die tieferen, heißeren Schichten emittieren auch mehr Strahlung. Damit ist die Sonnenscheibe im Zentrum heller als am Rand. Quantitativ lässt sich die Randverdunkelung in der Strahlungstransporttheorie (radiation transport theory) erklären, die im Rahmen von einfachen Näherungen den Intensitätsverlauf der Randverdunkelung beschreiben kann (siehe Literatur).

Die meisten Photonen durchlaufen die höheren Schichten der Sonnenatmosphäre ohne weitere Wechselwirkung, es gibt allerdings wichtige Ausnahmen. Photonen, deren Energie genau zu einer Übergangs-



**Abbildung 2:** Aufbau der Sonnenatmosphäre [aus Carroll & Ostlie].



---

energie für die Anregung eines (Rest-)Elektrons in der Hülle der Atome oder Ionen passt, haben eine sehr viel größerer Wahrscheinlichkeit, absorbiert zu werden. Daher prägt das Gas der höheren Atmosphärenschichten dem kontinuierlichen Schwarzkörperspektrum charakteristische Absorptionslinien auf, z.B. die berühmten Fraunhofer-Linien, die von Joseph Fraunhofer im Jahr 1814 erstmals im Sonnenspektrum beobachtet wurden. Dies geschieht bereits in der Photosphäre und setzt sich in der Chromosphäre fort, der nächsthöheren Schicht der Sonnenatmosphäre. Für die Beobachtung der höheren Atmosphärenschichten macht man sich dies zunutze, indem man mit sehr schmalbandigen Filtern nur das Licht von einem spezifischen atomaren Übergang beobachtet. In diesem Versuch sind das der Balmer- $\alpha$ -Übergang im Wasserstoff-Atom, die sog. H- $\alpha$ -Linie bei 656.28 nm Wellenlänge, und die K-Linie im einfach ionisierten Kalzium bei einer Wellenlänge von 393.4 nm (siehe Abschnitt 5.2).

Die Chromosphäre ist rund 1500 km dick. In diesem Bereich reduziert sich die Dichte bis auf  $10^{-11}$  kg/m<sup>3</sup>, viele Größenordnungen dünner als die Photosphäre. Daher ist sie bei einer breitbandigen Beobachtung der Sonne von der Emission der Photosphäre völlig überstrahlt und ist nicht zu erkennen. Beobachtet man die Sonne allerdings in einem sehr schmalen Wellenlängenfenster, das genau der Wellenlänge eines atomaren Übergangs entspricht, kann man die Absorptionseffekte der Chromosphäre sichtbar machen. Dabei ist die Chromosphäre keine homogene Schicht, sondern sie zeigt vielfältige Strukturen und ein sehr dynamisches Verhalten. Auch die vertikale Ausdehnung kann stark variieren, lokal kann das Gas der Chromosphäre mehrere 10000 km in die Höhe befördert werden. Wir kommen auf diese Strukturen im nächsten Abschnitt zurück.

Über der Chromosphäre schließt sich nach einer Übergangszone die Sonnenkorona an, die bis zu mehreren Sonnenradien Abstand von der Sonnenoberfläche nachweisbar ist. Sie gilt als die äußerste Schicht der Sonnenatmosphäre und ist von der Erde aus praktisch nur während einer Sonnenfinsternis zu beobachten, da ihre Leuchtkraft und Dichte extrem gering ist. Gleichzeitig ist die Temperatur extrem hoch, wobei die zugrundeliegenden Mechanismen (koronale Heizung) noch immer nicht vollständig verstanden sind.

Durch die Sonnenkorona strömt permanent Plasma in den Weltraum ab, das jenseits der Korona den sog. Sonnenwind bildet. Die geladenen Teilchen des Sonnenwindes durchqueren das gesamte Sonnensystem und treffen natürlich auch auf die Erde. Dabei schirmt das Magnetfeld der Erde uns weitgehend gegen diesen Teilchenstrom ab. Die Sonnenwindteilchen können allerdings vorzugsweise in den Polarregionen entlang der Feldlinien des Erdmagnetfeldes bis in die tieferen Atmosphärenschichten gelangen. Dort ionisieren sie dann Luftmoleküle, deren Rekombinationsleuchten wir als Polarlichter wahrnehmen. Der Sonnenwind kann allerdings auch zu einem Sonnensturm werden – dies passiert als Folge von Strahlungsausbrüchen (Flares) und Materieauswürfen (coronal mass ejections) in Phasen erhöhter Sonnenaktivität.

#### 4.4 Strukturen in der Sonnenatmosphäre

Das schematische Bild einer gleichförmigen Sonnenatmosphäre entsprechend Abbildung 2 ist drastisch vereinfacht. Alle Schichten der Atmosphäre zeigen verschiedenste lokalisierte Strukturen, die alle aus der Wechselwirkung des Sonnenplasmas mit den Magnetfeldern an der Sonnenoberfläche resultieren. Dabei spielen auch die Konvektionsströme im Sonneninneren, unterhalb der Photosphäre, eine große Rolle.

All diese Strukturen sind sehr dynamisch – sie entstehen und verschwinden auf Zeitskalen von einigen Minuten bis zu Monaten. Ihre Häufigkeit schwankt außerdem mit einer Periodizität von 11 Jahren, dem sog. Aktivitätszyklus der Sonne. Wir kommen darauf im nächsten Abschnitt zurück.

Die theoretische Beschreibung und Modellierung dieser Strukturen und Mechanismen ist hochkomplex – es handelt sich um ein Problem der Magnetohydrodynamik, d.h. der gekoppelten Dynamik von Plasmaströmungen (Hydrodynamik) und der Magnetfelder, die einerseits die Plasmabewegung beeinflussen und andererseits durch die bewegten Ladungen des Plasmas modifiziert werden. Die wesentliche Phy-

---

sik lässt sich qualitativ schon mit zwei Effekten verstehen. (i) Magnetic Guiding: geladene Teilchen in einem starken Magnetfeld bewegen sich aufgrund der Lorenz-Kraft auf Spiralbahnen um die Magnetfeldlinien, d.h. großskalige Bewegungen der Ionen senkrecht zum Magnetfeld werden unterbunden und sie können sich effektiv nur noch entlang der Magnetfeldlinien bewegen. Das Plasma wird also entlang der Magnetfeldlinien geleitet. (ii) Flux Freezing: Bewegt sich ein großes Plasmavolumen, z.B. in einer Konvektionströmung unterhalb der Photosphäre, senkrecht zu den Magnetfeldlinien, dann werden die Magnetfeldlinien aufgrund von Induktionseffekten und der hohen Leitfähigkeit des Plasmas mitgezogen. Effektiv wird das Magnetfeld also im bewegten Plasma eingefroren. Beide Effekte beschreiben zwei extreme Situationen in denen die Dynamik der schwächeren Komponente (Plasma bzw. Magnetfeld) von der stärkeren Komponente (Magnetfeld bzw. Plasma) bestimmt wird. Zwischen den Extremsituationen wird es also komplizierter.

Im Rahmen dieses Versuchs werden sie eine Reihe von Strukturen in der Sonnenatmosphäre selbst beobachten können. Hier eine Auswahl der wichtigsten Strukturen:

- **Granulation:** Die Photosphäre zeigt ein feinkörnige Struktur, die sich über die gesamte Oberfläche erstreckt und auch bei einer vollkommen ruhigen Sonne sichtbar ist. Sie besteht aus einzelnen Granulen (Körnchen), die eine typische Ausdehnung von 1500 km haben und sich auf Zeitskalen von 10 Minuten verändern. Es handelt sich um kleine Konvektionszellen in deren hellerem Zentrum heißes Sonnenplasma aufsteigt, sich durch Strahlungsemission abkühlt und an den dunkleren Rändern wieder absinkt.
- **Sonnenflecken:** Dunklere und kühlere Regionen in der Photosphäre, die je nach Sonnenaktivität vermehrt auftreten. Die lokale Magnetfeldstruktur behindert die Konvektion des Plasmas und damit den Energietransport an die Oberfläche. Die Temperatur ist somit geringer, typischerweise 3000 bis 4500 K, und damit auch die Strahlungsleistung (Stefan-Boltzmann-Gesetz). Sonnenflecken können einzeln oder in Gruppen auftreten, wobei in aktiven Phasen sehr große Gruppen mit  $\sim 100000$  km Durchmesser auftreten können. Eine Sonnenfleckengruppe kann mehrere Monate lang sichtbar sein, verändert ihre Struktur aber auf kürzeren Zeitskalen.
- **Sonnenfackeln / Plage:** Helle verästelte Strukturen in der Photosphäre und Chromosphäre, die ebenfalls durch magnetische Aktivität erzeugt werden. Sie treten rund um aktive Sonnenfleckengruppen auf und werden dann als Plage (franz. für Strand) bezeichnet. Sie können aber auch isoliert auf der Oberfläche beobachtet werden und sind dann oft Vorboten oder Überbleibsel einer Sonnenfleckengruppe. Sie sind im Weißlicht (Photosphäre) und besonders gut im Ca-K-Licht (Chromosphäre) zu beobachten.
- **Spikulen:** Kleine Plasmajets, die aus der Chromosphäre austreten. Sie erreichen eine Höhe von mehreren 1000 km und sind sehr kurzlebig, nach ca. 15 Minuten sind sie wieder verschwunden. Im Gegensatz zu Granulation und Flecken lassen sie sich, wie die Chromosphäre auch, nur in schmalbandigen Beobachtungen, z.B. im H- $\alpha$  Licht, sehen.
- **Protuberanzen und Filamente:** Große Plasmawolken, die weit über die Chromosphäre hinausreichen und sich ebenfalls nur schmalbandig beobachten lassen. Vor der Sonnenscheibe erscheinen sie als dunkle Strukturen, die als Filamente bezeichnet werden – die Wolken absorbieren Photonen aus der Photosphäre mit den charakteristischen Übergangswellenlängen. Am Sonnenrand, vor dem dunklen Himmelshintergrund, erscheinen die Wolken als helle Struktur, die als Protuberanzen bezeichnet werden – hier sieht man das re-emittierte Licht bei der spontanen Abregung des entsprechenden Übergangs.

Protuberanzen und Filamente können in vielen verschiedenen Formen auftreten. Filamente erscheinen oft als schmale Bänder, die sich über mehrere 100000 km ausdehnen können. Protuberanzen können als schleier- oder heckenförmige Wolken oder auch als Schleifen erscheinen und viele 10000 km über die Sonnenscheibe hinausragen. Besonders eindrucksvoll sind sog. koronale Loops,

die zusammen mit Sonnenfleckengruppen auftreten. Hier zeichnet das Plasma direkt die Magnetfeldlinien der Sonnenfleckengruppe nach.

- **Flares:** Kurzzeitige Strahlungsausbrüche auf der Oberfläche. Sie entstehen durch eine schnelle Umkonfiguration des solaren Magnetfeldes (magnetic reconnection). Dabei wird Plasma extrem beschleunigt was zur Emission elektromagnetischer Strahlung bis in den ultravioletten und Röntgenbereich (X-ray flares) führt. Ein Flare-Ereignis kann auch große Mengen an Plasma in die höheren Atmosphärenschichten schleudern, so dass Protuberanzen/Filamente entstehen. Die Geschwindigkeit des Plasmas kann auch die Fluchtgeschwindigkeit der Sonne übersteigen und es entsteht ein koronaler Massenauswurf (coronal mass ejection). Wie bereits erwähnt, sind diese Massenauswürfe die Ursache für Sonnenstürme.

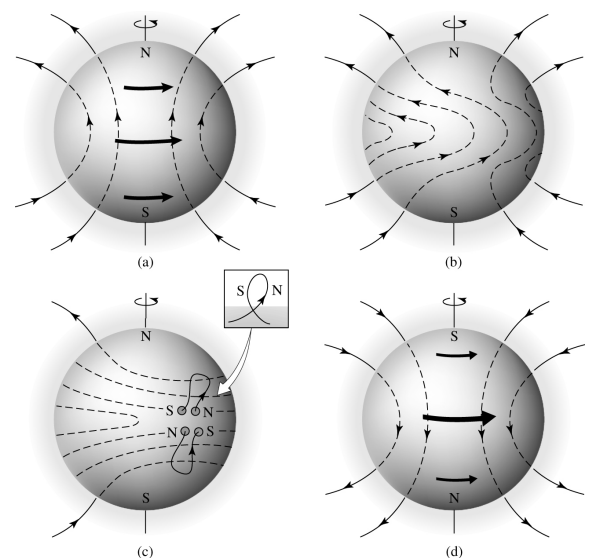
Es gibt noch viele weitere Strukturen, auf die wir hier nicht im Detail eingehen können. Für eine umfassende Beschreibung sei auf die Literatur verwiesen (z.B. Jenkins, Observing the Sun, Kapitel 2).

#### 4.5 Sonnenaktivität

Betrachtet man die Zahl der auf der Sonne sichtbaren Sonnenflecken über lange Zeiträume so ergibt sich ein periodisches Muster mit einer Periodendauer von ca. 11 Jahren. Eine Evaluation der Sonnenfleckenzahlen der vergangenen 6 Aktivitätszyklen des Royal Observatory of Belgium ist in Abbildung 4 gezeigt. Es gibt Zeiträume, in denen praktisch keine Sonnenflecken sichtbar sind und die mit einem Minimum der Sonnenaktivität assoziiert sind. Das letzte Aktivitätsminimum in den Jahren 2019/2020 war besonders ausgeprägt mit Monaten ohne einen einzigen Sonnenfleck. In einem Aktivitätsmaximum können mehrere 100 Flecken in großen und komplexen Sonnenfleckengruppen sichtbar werden. Auch andere Oberflächenstrukturen, die mit lokalen Veränderungen der Magnetfeldstruktur zusammenhängen, wie z.B. Protuberanzen und Filamente oder Flares, zeigen sich in aktiven Phasen häufiger und intensiver.

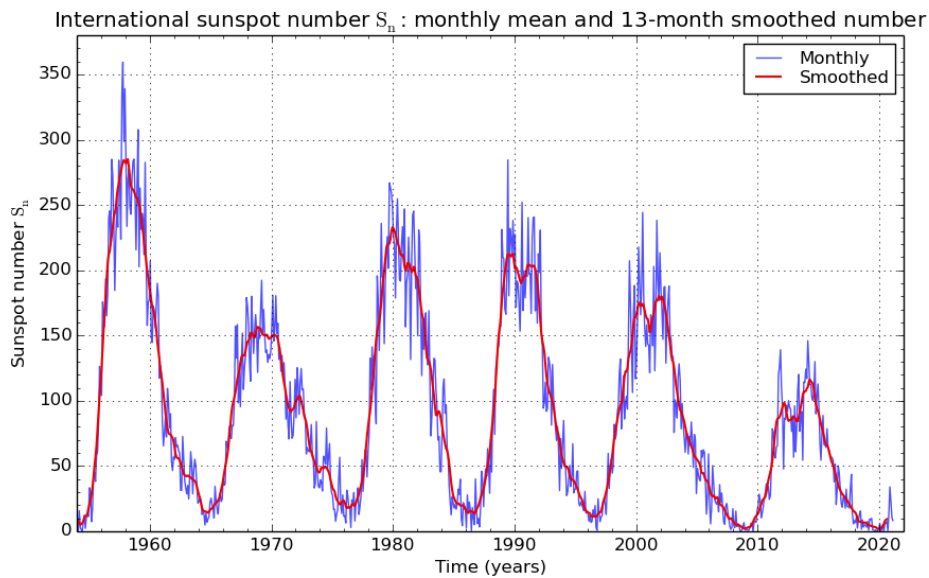
Diese Korrelationen legen nahe, dass der Aktivitätszyklus mit einer periodischen Veränderung der Magnetfeldstruktur an der Oberfläche zu tun hat. Im Aktivitätsmaximum ist die Magnetfeldkonfiguration besonders unregelmäßig und komplex gestaltet, so dass Sonnenflecken, Flares, etc. vermehrt auftreten. Im Aktivitätsminimum ist das Magnetfeld dagegen recht regelmäßig und homogen mit wenigen lokalen Störungen.

Die Taktgeber für die sich periodisch ändernde Magnetfeldstruktur ist die differentielle Rotation der Konvektionszone im Zusammenspiel mit dem zuvor erwähnten Flux Freezing, d.h. dem Einfrieren der Magnetfeldstruktur im bewegten Plasma. Die schnellere Rotation der äußeren Sonnenschichten am Äquator bewirkt, dass das Magnetfeld mit der Zeit aufgewickelt wird. Ausgehend von einer dipolaren Magnetfeldkonfiguration im Aktivitätsminimum, wie in Abbildung 3(a) gezeigt, werden die Feldlinien sukzessive um den Äquator gewickelt (b), so dass das Feld eine zunehmend toroidale Konfiguration annimmt. Dabei erhöht sich die Magnetfeldstärke (Dichte der Feldlinien) in den mittleren Sonnenbreiten (c). Durch lokale Konvektionseffekte und die Wechselwirkung des Feldes mit dem Plasma (magnetic buoyancy) können Magnetfeldlinien an die Oberfläche aufsteigen und dort eine lokale dipolare Störung erzeugen (c), die eine Sonnenfleckengruppe nach sich zieht. Diese Situation entspricht einem Aktivitätsmaximum. Die



**Abbildung 3:** Illustration zum Effekt der differentiellen Rotation auf die Magnetfeldkonfiguration [aus Carroll & Ostlie].

Magnetfeldkonfiguration wird durch diese Effekte immer komplexer, lokale Felder werden stärker und es ist sehr viel Energie im Magnetfeld gespeichert. Daher werden schnelle lokale Umkonfigurationen des Feldes (magnetic reconnection) wahrscheinlicher, dabei wird Feldenergie auf das Plasma übertragen und es entstehen Flares und koronale Massenauswürfe. In einem komplizierten Prozess führt das letztendlich zu einer Rückkehr zur einer dipolaren Feldkonfiguration (d), allerdings mit der umgekehrten Polarität. Der gesamte Mechanismus wird als solarer Dynamo bezeichnet und es gibt noch viele Details die nicht vollständig verstanden sind und die nur in aufwändigen Simulationen in der Magnetohydrodynamik untersucht werden können.



**Abbildung 4:** Sonnenfleckenanzahl über die vergangenen 6 Aktivitätszyklen [SILSO Image, Royal Observatory of Belgium, <http://sidc.oma.be/silso>].

---

## 5 Grundlagen: Sonnenbeobachtung

---

Die meisten astronomischen Beobachtungen im sichtbaren Spektralbereich zeichnen sich durch zwei Aspekte aus: (i) Sie finden bei Nacht statt. (ii) Sie leiden unter dem sehr schwachen elektromagnetischen Signal, das uns von weit entfernten Objekten erreicht. Die Beobachtung der Sonne ist in beiden Punkten das genaue Gegenteil: (i) Die Beobachtung findet bei Tag statt. (ii) Die hohe Intensität der Sonnenstrahlung erfordert spezielle technische Verfahren, um eine Beobachtung möglich zu machen.

Die Beobachtung bei Tag erscheint zunächst als Vorteil – wir können diesen Praktikumsversuch zu den üblichen Zeiten durchführen, ohne Überstunden zu machen oder auf eine vollständige Automatisierung der Beobachtung angewiesen zu sein (vergl. Versuch 4.16 “Photometrie in der Astrophysik”). Die Tagbeobachtung bringt aber auch ein wesentliches Hindernis mit sich – Luftturbulenzen, auch als “Seeing” bezeichnet, die bei Tag noch deutlich ausgeprägter sind als bei Nacht. Auch die hohe Intensität bringt Vor- und Nachteile mit sich, wir brauchen keine langen Belichtungszeiten, um genügend Photonen zu sammeln, stattdessen müssen wir uns mit technischen Verfahren zur Reduktion der Intensität beschäftigen. Daher unterscheidet sich die Sonnenbeobachtung in einigen instrumentellen Aspekten deutlich von der Nachtbeobachtung.

Niemals die Sonne ohne speziell dafür ausgelegte Instrumente und Filter beobachten. Bleibende Schäden an Augen oder Gerätschaften sind sonst garantiert!

### 5.1 Luftturbulenzen und Seeing

Bei Nacht äußert sich die Luftunruhe im Funkeln der Sterne, das mit bloßem Auge gut zu erkennen ist. Bei der visuellen Beobachtung mit einem Teleskop zeigen sich eine zeitliche Schwankung der Intensität und ein schnelles Zittern der Sternposition. Der Grund hierfür ist die turbulente Bewegung verschiedener Luftzellen in verschiedenen Schichten der Atmosphäre. Auf dem Weg durch die Atmosphäre wird das Licht an diesen verschiedenen Luftzellen gebrochen, so dass sich der “Strahlengang” durch die Atmosphäre permanent ändert. In einer wellenoptischen Betrachtung werden die Wellenfronten des einfallenden Lichtes auf dem Weg durch die Atmosphäre zeitabhängig deformiert, so dass das Abbild eines Sterns im Fokus des Teleskops nicht mehr durch ein beugungsbegrenztes Airy-Scheibchen beschrieben wird, sondern durch eine zeitabhängige und fragmentierte Verteilung, ein sog. Speckle-Muster. Bei der Beobachtung fluktuiert die scheinbare Position eines Sterns daher auf einer Zeitskala von Sekundenbruchteilen. Bei guten Beobachtungsbedingungen in unserer Region variiert die scheinbare Position um ca. 2 Bogensekunden (2 arcsec oder 2”). Bei einer relativ lange belichteten astronomischen Aufnahme führt das zu einem Ausschmieren der Sternabbildung – der Stern wird zu einem Scheibchen und die letztendlich erreichte Auflösung wird durch das Seeing reduziert.

Vergleicht man den Effekt des Seeing mit dem beugungsbedingten Auflösungsvermögen einer Abbildungsoptik (Rayleigh-Kriterium), dann genügt bereits ein Teleskop mit einer Öffnung von 80mm Durchmesser, um ein Auflösung von besser als 2 arcsec zu erreichen. Anders ausgedrückt, selbst bei sehr kleinen Teleskopen ist die praktisch erreichbare Auflösung durch das Seeing begrenzt.

Die großen astronomischen Observatorien versuchen die Seeing-Bedingungen durch Wahl geeigneter, hochgelegener Standorte zu verbessern, wie z.B. am European Southern Observatory in der Atacama-Wüste in Chile. An den besten Standorten wird ein Seeing von 0.4 arcsec erreicht. Darüber hinaus kann man aufwendige technische Methoden einsetzen, z.B. adaptive Optik oder Speckle-Interferometrie, um die Effekte des Seeing zu reduzieren. Perfekte Bedingung liefern natürlich Weltraumteleskope – die wirklich beugungsbegrenzte Abbildung, ohne die störenden Effekte der Erdatmosphäre, ist der wesentliche Vorteil von Weltraumteleskopen.

Bei der Beobachtung der Sonne sind die Beeinträchtigungen durch das Seeing noch gravierender. Durch die direkte Sonneneinstrahlung werden Flächen und Gebäude aufgeheizt und erzeugen starke boden-



**Abbildung 5:** Skizze des Herschel-Keils der Firma Baader Planetarium, der für die Beobachtungen eingesetzt wird [Quelle: Baader Planetarium].

nahe Luftturbulenzen. Selbst unmittelbar am Beobachtungsinstrument, z.B. in der Kuppel und am Kuppelspalt oder sogar im Teleskoptubus, werden durch Aufheizung Luftturbulenzen erzeugt. Daher ist das Seeing am Tag in aller Regel deutlich schlechter als bei Nacht. Auch hier kann man durch geeignete Standortwahl, z.B. die Positionierung der Teleskope auf einen Turm, Verbesserungen erreichen.

Es gibt bei der Sonnenbeobachtung allerdings einen einfachen Trick, wie man das Seeing umgehen kann, das sog. "Lucky Imaging", auf das wir später eingehen werden.

## 5.2 Intensitätsreduktion und Filterung

Viele haben in ihrer Kindheit sicher schon mal mit einer Lupe Löcher in Papier gebrannt – genau das gleiche passiert mit einem Kamerachip im Fokus einer gewöhnlichen Teleskopoptik, die auf die Sonne gerichtet ist. Jede Art von Sonnenbeobachtung benötigt spezielle Filter zur Reduktion der Intensität auf ein technisch vertretbares Maß. Dabei gibt es zwei grundsätzliche Strategien: Die Absenkung der Intensität über einen breiten Spektralbereich oder die Einschränkung des transmittierten Lichts auf ein sehr enges spektrales Fenster, man spricht von breitbandiger bzw. schmalbandiger Filterung.

Bei beiden Methoden muß man das Energiebudget des Teleskopsystems im Auge behalten, die herausgefilterte Strahlung darf nicht zu einer Aufheizung des Systems führen. Simple Absorptionsfilter sind daher absolut ungeeignet.

### Neutraldichtefilter

Für die gleichmäßige Absenkung der Intensität für alle Wellenlängen werden z.B. teildurchlässige Spiegel verwendet. So kann z.B. eine metallbedampfte Glasplatte oder Folie vor der Objektivöffnung des Teleskops angebracht werden, die den größten Teil des Sonnenlichts reflektiert und gar nicht erst in das Teleskopsystem gelangen läßt. Solche Objektivfilter sind die einfachste und sicherste Methode, um die Intensität zu reduzieren. Allerdings beeinflusst der Spiegelträger (Glas oder Folie) die optische Qualität der Abbildung.

Eine Alternative ist ein sog. Herschel-Keil, dargestellt in Abb. 5, der kurz vor der Kamera am hinteren Ende des Teleskops eingesetzt wird. Dabei handelt es sich um einen Glaskeil, dessen vordere Fläche in einem  $45^\circ$ -Winkel zum einfallenden Licht steht. Abhängig vom Brechungsindex des Glases werden 4-5% der einfallenden Strahlung reflektiert. Der Rest wird in den Glaskörper hineingebrochen und trifft senkrecht auf die hintere Fläche des Keils und tritt dort aus und wird abgeleitet. Das reflektierte Licht

---

wird beobachtet und kann durch einfachere Filter weiter abgeschwächt werden oder man kann Farbfilter einsetzen um den Kontrast zu verbessern. Der Vorteil gegenüber den Objektivfiltern ist, dass die Abbildungsqualität besser ist, da das beobachtete Licht nur an einer kleinen, planen Glasfläche reflektiert wird. Der Nachteil ist, dass die gesamte Sonnenstrahlung ungefiltert in das Teleskop eintritt, was nicht bei allen Teleskopbauarten schadlos möglich ist.

Wir verwenden in diesem Versuch einen Herschel-Keil der Firma Baader-Planetarium, der mit einem zusätzlichen Filter ausgestattet ist, der nur Licht in einem Wellenlängenfenster von ca. 10 nm Breite um die Zentralwellenlänge 540 nm transmittiert. Damit wird die Gesamtintensität reduziert und gleichzeitig der Kontrast gesteigert. In diesem Wellenlängenbereich liegen keine signifikanten atomaren Übergänge, so dass man im wesentlichen die Schwarzkörperstrahlung der Photosphäre beobachtet. Man spricht daher auch von der Beobachtung der solaren Kontinuumsstrahlung oder von einer "Weißlicht-Beobachtung".

### Schmalbandfilter

Für die schmalbandige Filterung werden in der Regel Interferenzfilter verwendet. Das Grundprinzip entspricht einem *Fabry-Perot-Interferometer*, auch als *Etalon* bezeichnet. Man betrachtet zwei planparallele, teilreflektierende Spiegel. Licht tritt durch einen Spiegel ein und wird zwischen den beiden Spiegeln hin und her reflektiert. Für Licht das durch den zweiten Spiegel wieder austritt überlagern sich die verschieden häufig reflektierten Wellen, so dass es zur Interferenz kommt. Nur für bestimmte Wellenlängen ergibt sich beim Austritt durch den zweiten Spiegel (d.h. nach einer geraden Zahl von Reflexionen) konstruktive Interferenz und damit eine Transmission.

Die Breite des Wellenlängenintervalls, für das Transmission stattfindet, kann über den Reflexionsgrad der beiden Spiegel bestimmt werden (Finesse). Die Transmissionbedingung für ein Fabry-Perot Etalon erlaubt einen ganzen Kamm von Wellenlängen, d.h. es müssen weitere, breitbandige Filter eingesetzt werden, um ein einzelnes Wellenlängenfenster zu isolieren.

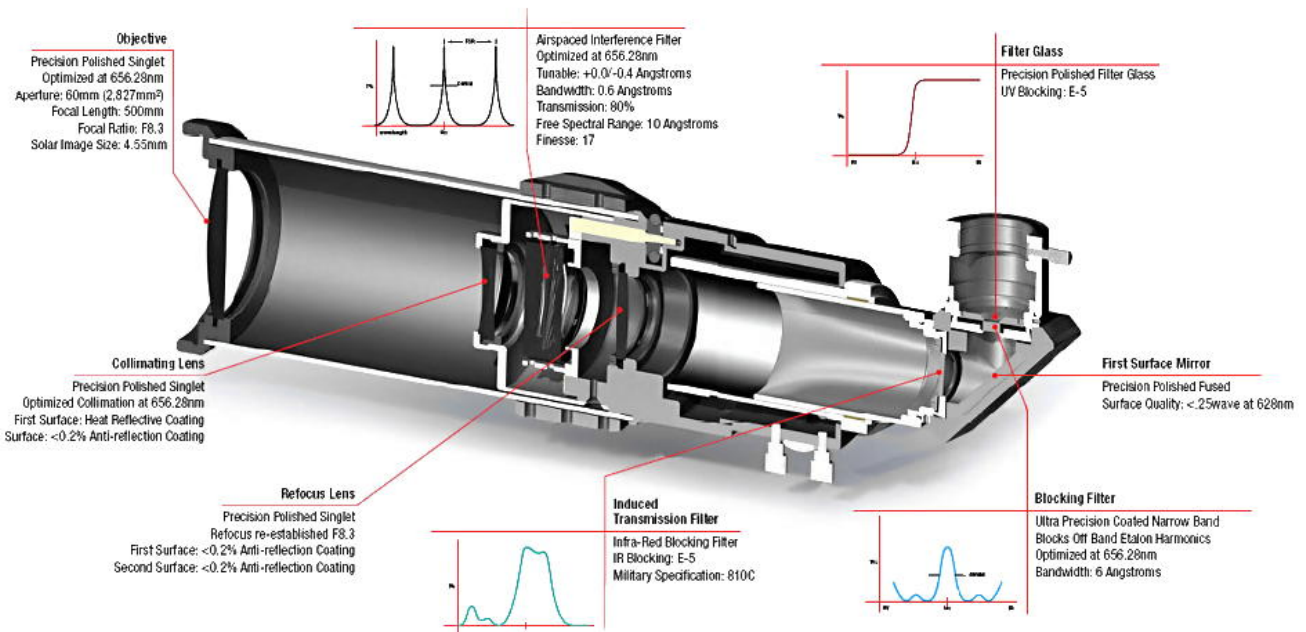
Es gibt verschiedene Bauarten von interferenzbasierten Filtern. Die in der praktischen Anwendung einfachsten Varianten sind Dünnschicht- oder dielektrische Interferenzfilter. Dabei handelt es sich um eine Abfolge dünner Schichten (10 bis 1000 nm Dicke), die auf einen Glasträger aufgebracht werden. Im einfachsten Fall beinhaltet das metallische Schichten, die als teildurchlässige Spiegel fungieren und transparente dielektrische Schichten, die die optische Kavität zwischen den Spiegeln darstellen. Die Dicke der dielektrischen Schicht bestimmt die Transmissionswellenlänge und die Reflexionsgrad der metallischen Schichten die Bandbreite des Filters.

Alternativ kann man auch dielektrische Schichten ohne metallische Spiegel verwenden. Dabei werden viele dünne Schichten verschiedener transparente Medien mit unterschiedlichen Brechungsindizes und Dicken aufgebracht. Man nutzt die Teilreflexionen an den verschiedenen Grenzflächen (entsprechend der Fresnelschen Formeln) und die resultierenden Interferenzen aus. Durch die Wahl von Brechungsindizes, Schichtdicken und Schichtabfolgen können praktisch beliebige Transmissionsprofile realisiert werden. Daher spielen dielektrische Filter eine große Rolle in der Optik und in optischen Technologien.

Interferenzfilter sind in der astronomischen Beobachtung weit verbreitet. Für die Sonnenbeobachtung werden wir einen solchen Interferenzfilter z.B. für die schmalbandige Beobachtung bei einer Wellenlänge von 393.4 nm mit einer Bandbreite von ca. 0.25 nm einsetzen. Diese Wellenlänge entspricht der sog. Kalzium-K Linie (Ca-K), die am Rand des sichtbaren Spektrums liegt. Die Bezeichnung 'K' geht auf Joseph Fraunhofer zurück, der 1914 die starken Absorptionslinien im Sonnenspektrum erstmals beobachtete und, beginnend vom roten Ende des sichtbaren Spektrums, mit Großbuchstaben durchnummeriert hat.

### Ultra-Schmalbandfilter

Man kann auch ein klassisches Fabry-Perot-Etalon bestehend aus zwei teildurchlässigen Spiegeln mit einem Zwischenraum (entweder Luft oder ein transparentes Material) einsetzen. Solche Filter sind mechanisch anspruchsvoller, da sie aus makroskopischen Elementen bestehen, im Gegensatz zu den dünnen



**Abbildung 6:** Schnitt durch das für die H- $\alpha$ -Beobachtung verwendete Teleskop mit einem internen Etalon der Firma Lunt [Quelle: Lunt Solar Systems]. Gezeigt sind auch die zusätzlichen Blocking-Filter im Zentispiegel. Das T4 System besitzt ein weiteres Etalon vor der Objektivlinse, das durch Verkipfung gestimmt werden kann (hier nicht abgebildet).

Schichten, und die beiden Spiegel trotzdem planparallel sein müssen. Durch entsprechend hochreflektierende Spiegel lassen sich sehr kleine Bandbreiten realisieren, oft keiner als 0.1 nm. Damit ist die Bandbreite kleiner als die Breite der typischen Absorptionslinien im Sonnenspektrum, so dass sich die Anatomie einer Linie untersuchen lässt.

Ein besonderer Vorteil dieser Filter ist die Möglichkeit die Zentralwellenlänge für die Transmission durchzustimmen. Das kann auf verschiedene Weisen geschehen: durch mechanische Änderung des Abstandes der beiden Spiegel, durch Änderung des Brechungsindex des Mediums zwischen den beiden Spiegeln, oder durch Verkippen des Etalons gegen die optische Achse. Die mechanische Änderung des Abstandes kann z.B. durch Ausnutzung der thermischen Ausdehnung eines Festkörpers realisiert werden. Hierfür werden die Spiegel des Etalons auf die parallelen Endflächen eines transparenten Kristalls (z.B. Mica) aufgebracht, der kontrolliert geheizt werden kann. Die Änderung des Brechungsindex in einem Luftspalt zwischen den Spiegeln lässt sich z.B. durch Änderung des Luftdrucks realisieren. Zudem lassen sich mehrere Etalons hintereinander schalten – man spricht von Stacking. Durch leichte Verstimmung der einzelnen Etalons gegeneinander lässt sich die effektive Bandbreite weiter reduzieren.

Wir werden diese stimbaren Fabry-Perot-Etalons für die Beobachtung der Sonne in einem sehr schmalbandigen Wellenlängenfenster um 656.28 nm einsetzen. Diese Wellenlänge entspricht dem Balmer- $\alpha$ -Übergang des Wasserstoff-Atoms, kurz als H- $\alpha$ -Linie bezeichnet.

Wir verwenden zwei verschiedene Filtersysteme für die Sonnenbeobachtung. Ein Filter wird über den Luftdruck durchgestimmt und ist in einer Double-Stack-Konfiguration mit einem über Verkipfung gestimmten Filter montiert (T4). Das zweite System nutzt einen geheizten und temperaturstabilisierten Mica-Kristall hoher Qualität (T1). Beide Filtersysteme erreichen eine Bandbreite von 0.05 nm, die kleiner als die Breite der beobachteten H- $\alpha$ -Linie der Sonne ist. Durch Verschiebung der Zentralwellenlänge lässt sich so z.B. selektiv die dopplerverschobene H- $\alpha$ -Emission von Wasserstoffwolken über der Photosphäre nachweisen.



---

Die Abbildung 6 zeigt einen Querschnitt des speziellen H- $\alpha$ -Teleskops (T4), das wir in diesem Versuch einsetzen. Das druck-gestimmte H- $\alpha$ -Etalon ist direkt in den Teleskoptubus integriert und mit einem zusätzlichen Linsensystem versehen, das für einen parallelen Strahlengang im Etalon sorgt. Nur so können die kleinen Bandbreiten erreicht werden.

### 5.3 Kameras und Lucky Imaging

Nach der Filterung wird die verbleibende Strahlung auf einem bildgebenden Sensor detektiert. Dabei handelt es sich um einen CMOS-Kamerasensor, wie er auch in gängigen Digitalkameras verwendet wird, wobei die Kameraelektronik auf niedriges Rauschen und schnelles Auslesen optimiert ist. Im Unterschied zu einer Digitalkamera liefert der Sensor ein monochromes Bild – das Farbfiltermuster (Bayer-Muster), das bei einer Farbkamera auf die Pixelmatrix aufgebracht ist, fehlt bei diesen Kameras. Selbst nach der Filterung ist die Intensität noch so hoch, dass mit sehr kurzen Belichtungszeiten gearbeitet werden kann, typischerweise im Bereich von wenigen Millisekunden.

Kurze Belichtungszeiten und schnelles Auslesen ermöglichen eine interessante Datenaufnahmestrategie, die als “Lucky Imaging” bezeichnet wird und mit der wir das Seeing austricksen können. Wir nehmen nicht ein Bild sondern einige hundert oder tausend Bilder der Sonne sehr schnell hintereinander auf. Die Belichtungszeit eines Einzelbildes ist kürzer als die typische Zeitskala für die atmosphärischen Veränderungen. Mit etwas Glück machen wir ein Bild genau in einem Moment, in dem die Atmosphäre über die Zeitdauer einer Belichtung stationär ist – daher der Name “Lucky Imaging”.

Aus der Sequenz der aufgenommenen Bilder werden in der Datenaufbereitung die Einzelbilder ausgefiltert, die die größte Bildschärfe und den größten Kontrast aufweisen – also am wenigsten von der Luftunruhe verwaschen wurden. Nur die besten Bilder werden für die weitere Datenauswertung verwendet. Ein Nachteil dieser Methode ist das große Volumen der Rohdaten, von denen nur ein sehr kleiner Teil überhaupt verwendet wird. Dem kann man begegnen, indem man schon bei der Datenaufnahme die Qualität der Bilder in Echtzeit überwacht und nur Bilder mit einer Schärfe bzw. einem Kontrast oberhalb einer Schwelle überhaupt speichert.

---

## 6 Grundlagen: TURM Observatorium

---

### 6.1 Teleskoparray

Alle Beobachtungen in diesem Versuch werden mit den Instrumenten des TURM Observatoriums durchgeführt. Zur Verfügung stehen insgesamt 4 Teleskope (T1 bis T4) mit verschiedenen Filtern, die Beobachtungen in verschiedenen Wellenlängenbereichen und verschiedenen Auflösungen ermöglichen. Jedes Teleskop ist mit einer CMOS-Kamera ausgestattet, die Bildsequenzen mit sehr kurzen Belichtungszeiten aufnehmen kann. Jede Kamera ist mit einem eigenen Kontrollrechner (PC1 bis PC4) verbunden, auf dem die Aufnahmesoftware läuft.

Alle Teleskope sind zusammen auf einer parallaktischen Montierung in der Kuppel des TURM Observatoriums untergebracht. Sowohl Montierung als auch Kuppel sind computergesteuert – die Montierung kann selbstständig die aktuelle Position der Sonne berechnen und die Teleskope ausrichten. Darüber hinaus folgt die Montierung dem Sonnenlauf, d.h. sie gleicht den Effekt der Erddrehung aus. Damit bleibt die Sonne immer im Bildfeld der Kamera. Die Kuppel richtet die Position des Beobachtungsspaltens automatisch immer so aus, dass die Teleskope freie Sicht durch den Spalt haben.

Die Abbildung 7 zeigt das gesamte Teleskoparray des TURM Observatoriums aus verschiedenen Blickwinkeln.

**T1:** Bei dem großen zentral montierten Teleskop handelt es sich um einen apochromatischen Refraktor mit einem Öffnungsdurchmesser von 130mm und einer Brennweite von 860mm. Er ist für die hochauflösende Beobachtung von Sonnendetails im H- $\alpha$ -Licht ausgerüstet. Vor den Objektivlinsen befindet sich ein breitbandiger Filter, ein sog. Energy Rejection Filter, der einen Großteil der Strahlung außerhalb des roten Spektralbereichs gar nicht erst in das Teleskop eintreten lässt. Das eigentliche H- $\alpha$ -Etalon befindet sich kurz vor der Kamera (nur das LCD-Display des Filters ist im unteren Bild sichtbar, der rote Zylinder ist die Kamera) und ist über einen Zenitspiegel mit dem Auszug des Teleskops verbunden. Bei dem Filter handelt es sich um ein DayStar Quantum H- $\alpha$  0.5 PE Etalon mit einer Bandbreite von 0.05 nm, das thermisch durchgestimmt werden kann. Vor dem Etalon befindet sich eine Barlow-Linse, die die Brennweite des Systems um einen Faktor 4 verlängert und so einen annähernd parallelen Strahlengang erzeugt. Mit der verwendeten Kamera vom Typ ZWO ASI174mm ergibt sich eine Auflösung von 0.35 arcsec/pixel.

**T2:** Dieser kleinere apochromatische Refraktor mit 80mm Öffnung und einer Brennweite von 500mm ist für die Beobachtung der gesamten Sonnenscheibe im Ca-K Licht ausgelegt. In den Zenitspiegel ist ein Ca-K-Modul der Firma Lunt integriert. Es handelt sich um einen Interferenzfilter mit ca. 0.25 nm Bandbreite, der durch zusätzliche Blocking- und Trimming-Filter ergänzt wird. Die Kamera vom Typ QHY-5III-178 ist so gewählt, dass die gesamte Sonnenscheibe in das Bildfeld passt. Es ergibt sich eine Auflösung von 1 arcsec/pixel.

**T3:** Ebenfalls ein apochromatischer Refraktor mit 80mm Öffnung und einer Brennweite von 500mm für die Beobachtung der gesamten Sonnenscheibe im "Weißlicht". Statt dem Zenitprisma ist ein Baader Cool-Ceramics Herschel-Keil an den Fokussierer angeschlossen (siehe Abb. 5). Zur Kontraststeigerung ist zusätzlich ein Baader Solar Continuum Filter eingebaut, ein breitbandiger Interferenzfilter, der einen Transmissionsbereich von 10 nm Breite um die Zentralwellenlänge 540 nm aufweist. Die CMOS-Kamera ist vom gleichen Typ wie bei T2 und die Auflösung liegt ebenfalls bei 1 arcsec/pixel.

**T4:** Während die Teleskope T1-T3 sehr universell einsetzbar sind und nur durch die zusätzlichen Filter auf die Sonnenbeobachtung angepasst werden, handelt es sich bei T4 um ein sehr spezielles Instrument für die Beobachtung im H- $\alpha$ -Licht (siehe Abb. 6). Das Teleskop besitzt ein einlinsiges Objektiv, um den Kontrast zu optimieren. Die starke chromatische Aberration eines Einlinsers spielt keine Rolle, da praktisch monochromatisches Licht bei der H- $\alpha$ -Wellenlänge verwendet wird. Es sind zwei separate Fabry-Perot-Etalons eingebaut, eines vor der Objektivlinse mit einer freien Apertur von 60mm und ein weiteres im Tubus versehen mit einer eigenen Linsengruppe zur Erzeugung eines parallelen Lichtbündels. Das Objektiv-Etalon wird durch mechanische Verkipfung durchgestimmt und ist vorab manuell



Abbildung 7: Teleskoparray des TURM Observatoriums (siehe Text).

---

kalibriert. Das interne Etalon wird über den Luftdruck durchgestimmt. Die Luftzuleitung (siehe untere Abbildung) ist mit einem elektronisch gesteuerten Kompressor verbunden, der einen Überdruck von ca. 1.5 bar (21.5 PSI) erzeugt und über den Steuercomputer (PC4) angesprochen werden kann. Schließlich enthält der montierte Zenitspiegel einen weiteren Blocking-Filter und die CMOS-Kamera. Das Gesamtsystem hat eine Brennweite von 500mm und liefert ein Bild der kompletten Sonnenscheibe mit einer Auflösung von 1 arcsec/pixel.

Alle Teleskope sind mit einem motorisierten und computergesteuerten Fokussierer ausgestattet. Das präzise Fokussieren einer Sonnenaufnahme ist eine Herausforderung, da die Luftunruhe das Bild permanent verzerrt und auswäscht. Bei der Versuchsdurchführung ist das Livebild der Kamera (mit einer reduzierten Bildrate) sichtbar und kann zur Fokussierung verwendet werden. Es ist nicht ganz einfach zu beurteilen, wann die optimale Fokusposition erreicht ist. Es besteht auch die Möglichkeit, per Software die Schärfe der Bilder beurteilen zu lassen und so den Fokus zu optimieren.

## 6.2 Steuersoftware

Auf den Kontrollrechnern PC1 bis PC4 stehen verschiedene Programme zur Steuerung der Kuppel, der Montierung und der Kameras zur Verfügung. Dabei sind drei Softwaretools besonders wichtig:

**Kuppelsteuerung – ScopeDome LS:** Die Steuerung der Kuppel erfolgt über PC1 und muß nur zu Beginn und Ende der Beobachtung aktiviert werden. Die benötigten Funktionen sind das Öffnen und Schließen des Kuppelspaltes und die Aktivierung bzw. Deaktivierung der Synchronisation der Spaltstellung mit der Teleskoprichtung (siehe Abb. 8).

**Montierungssteuerung – 10micron Keypad:** Die Montierung verfügt über einen eigenen unabhängigen Kontrollcomputer, der über ein kleines Programm angesprochen werden kann, das wie die Handsteuerung der Montierung gestaltet ist. Dieses Keypad wird benötigt, um die Montierung auf die Sonne auszurichten und um die Sonne präzise im Bildfeld des jeweiligen Teleskops zu zentrieren (siehe Abb. 8).

**Kamerasteuerung – SharpCap Pro:** Die komplette Steuerung der Kameras und der Datenaufnahme erfolgt über das Programm SharpCap Pro. Die Bedienoberfläche ist in Abb. 9 gezeigt. Beim Start des Programms verbindet es sich automatisch mit der Kamera und dem Fokussierer. Sie erhalten sofort ein Livebild der Kamera – dabei ist zu beachten, dass diese Liveansicht mit einer niedrigeren Bildrate arbeitet, als die spätere Aufnahme der Bildsequenz. Zusätzlich ist die Datenrate durch die Netzwerkverbindung zum Kontrollrechner begrenzt, es kann also sein, dass das Video nicht vollkommen flüssig läuft - das beeinträchtigt die Datenaufnahme aber nicht.

Folgende Einstellungen und Funktionen von SharpCap Pro werden im Verlauf der Datennahme benötigt:

- **Belichtungszeit:** Die Belichtungszeit der Kamera läßt sich über den Slider (1) einstellen. Es ist darauf zu achten, dass die Aufnahme auf keinen Fall überbelichtet ist.
- **Histogramm:** Das Histogramm (2) zeigt die Verteilung der Helligkeitswerte der einzelnen Pixel des aktuellen Bildes und hilft beim Einstellen der Belichtungszeit. Es sollte immer zu mindestens 3/4 des Wertebereichs ausgefüllt sein, ohne aber am rechten Rand (d.h. den maximalen Pixelintensitäten) anzustoßen. Gleichzeitig läßt sich über die im Histogramm sichtbaren vertikalen Linien eine Helligkeitstransformation des auf dem Bildschirm angezeigten Bildes einstellen. Sie kann zur Steigerung des Kontrastes verwendet werden, was insbesondere beim Fokussieren hilfreich ist.
- **Fokussierung:** Das Panel (3) steuert den Fokussiermotor. Auch wenn die Teleskope nach der vorangehenden Beobachtung in der optimalen Fokusposition verbleiben, kann es nötig sein, das Sonnenbild neu zu fokussieren. Schauen sie sich dazu die 100% Ansicht (4) des Rohbildes an und versuchen Sie die Bildschärfe zu beurteilen – das ist aufgrund der Luftunruhe nicht ganz einfach. Zum Fokussieren fährt man den Auszug am besten zunächst um 600 Einheiten heraus (Out) und

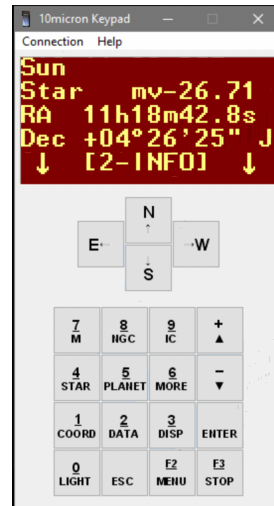
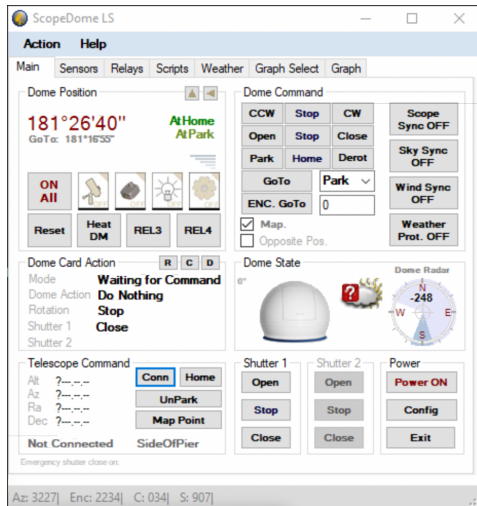


Abbildung 8: Steuersoftware für die Kuppel (links) und die Montierung (rechts).

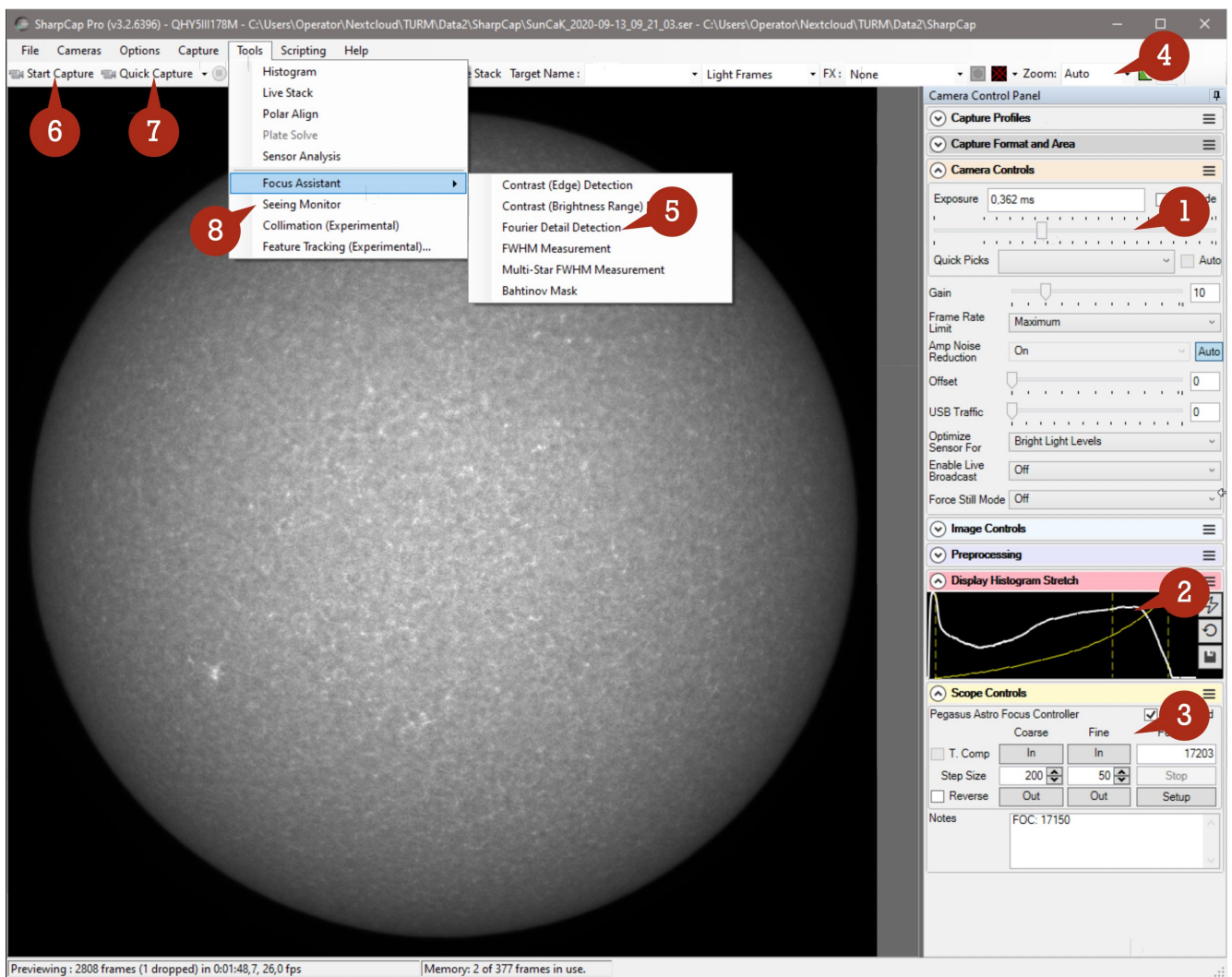



Abbildung 9: SharpCap Pro Bedienoberfläche für die Steuerung der Kamera und der Fokussierung.

---

dann schrittweise um maximal 100 Einheiten pro Schritt wieder hinein (In). Nach jedem Schritt ist die Bildschärfe zu beurteilen. Wichtig ist, dass die Fokussierung immer in eine Richtung (In) erfolgt – sollte die Bildschärfe wieder schlechter werden, dann fahren sie den Auszug nochmal heraus und gehen dann wieder auf die erwartete Fokusposition. Durch das Anfahren der Position aus einer festgelegten Richtung (In) werden mechanische Effekte ausgeglichen.

- Tools → Focus Assistant → Fourier Detail Detection (5): Dieses Tool kann bei der Fokussierung helfen indem es die Bildschärfe berechnet und in einem Diagramm als Funktion der Fokusposition anzeigt. Das Durchfahren der Fokuspositionen und die visuelle Beurteilung der Bildschärfe sollte aber trotzdem erfolgen.
- Aufnahme: Über die Funktionen Capture (6) oder Quick Capture (7) können Sie die Aufzeichnung der Videosequenzen starten. Sie sollten 200 Einzelbilder aufnehmen.
- Tools → Seeing Monitor (8): Während der Aufnahme kann die Software in Echtzeit die Schärfe der Einzelbilder beurteilen und nur solche Bilder speichern, die oberhalb eines gewissen Schwellenwertes für die Schärfe sind. Die Idee des “Lucky Imaging” wird hier also bereits während der Datenaufnahme angewendet. Mit der Zeit baut sich ein Histogramm der gemessenen Bildschärfe auf, in dem Sie durch Mausklick den Schwellenwert für die Datenaufzeichnung setzen können. Wählen Sie im Auswahlfeld auf der linken Seite 200 Frames aus und starten Sie die Aufnahme mit dem Start Button im Panel “Filter Capture” auf der rechten Seite des Histogramms. Sie können den Schwellenwert auch während der Aufzeichnung noch jederzeit ändern.

Mehr Informationen zu der Software und den einzelnen Optionen finden Sie in der

 [Dokumentation zu SharpCap Pro.](https://docs.sharpcap.co.uk/3.2/)  
<https://docs.sharpcap.co.uk/3.2/>

---

## 7 Versuchsdurchführung

---

### 7.1 Inbetriebnahme des Observatoriums

Zu Beginn der Beobachtung wird der Betreuer/die Betreuerin die einzelnen Komponenten des Observatoriums über ein zentrales Kontrollinterface einschalten – das beinhaltet das Einschalten der diversen Stromversorgungen und das Booten der Kontrollrechner.

Danach können Sie das Observatorium für die Sonnenbeobachtung vorbereiten. Dazu sind folgende Schritte nötig, die allesamt über die Steuerprogramme für Kuppel und Montierung auf PC1 initiiert werden können:

1. *Aktivieren der Kommunikation zwischen Kuppel und Montierung:*  
→ ScopeDome LS → Panel “Telescope Command” → Button “Conn”
2. *Öffnen des Kuppelspaltes:*  
→ ScopeDome LS → Panel “Shutter 1” → Button “Open”
3. *Ausrichten des Teleskoparrays auf die Sonne:*  
→ 10micron Keypad → Button “Planet” → Button “Enter” → Button “Enter”
4. *Einstellen der Schwenkgeschwindigkeit:*  
→ 10micron Keypad → Button “-” so lange bis “1 '/s 4x” auf dem Display erscheint
5. *Aktivieren der Kuppelsynchronisation:*  
→ ScopeDome LS → Panel “Dome Command” → Button “Scope Sync OFF”

Jeden dieser Schritte sollten Sie über die Innenkamera des Observatoriums überwachen. Die Software für die Überwachungskameras (ReoLink Client) ist ebenfalls auf PC1 verfügbar. Es dauert unter Umständen einen Moment bis die Kuppel oder die Montierung sich in Bewegung setzt. Vor dem nächsten Schritt bitte unbedingt warten, bis die vorangehende Aktion vollständig abgeschlossen ist.

### 7.2 Weisslichtbeobachtung (T3)

Die Beobachtung beginnt mit dem Teleskop T3, das für die Weißlichtbeobachtung ausgerüstet ist. Die weitere Bedienung erfolgt dementsprechend über PC3. Starten Sie auf diesem PC zunächst das 10micron Keypad und SharpCap Pro, sofern die beiden Programme nicht bereits laufen.

Sharpcap sollte bereits einen Teil der Sonnenscheibe im Bildfeld zeigen. Zentrieren sie die Sonnenscheibe im Bild mit Hilfe der Pfeiltasten des Keypads. Stellen Sie dann die Belichtungszeit optimal ein und dokumentieren Sie die Einstellungen im Protokoll.

Anhand des Sonnenbildes können Sie die aktuellen Beobachtungsbedingungen und die Fokussierung einschätzen. Betrachten Sie das Livebild bei 100% Vergrößerung und entscheiden Sie, ob eine Fokussierung nötig ist. Dokumentieren Sie die Fokusposition in Ihrem Protokoll. Dokumentieren Sie ebenfalls Ihren Eindruck von den aktuellen Beobachtungsbedingungen, insbesondere bzgl. Luftunruhe, Bewölkung, etc.

Betrachten Sie nun die Sonnenoberfläche insgesamt: Welche Strukturen sind sichtbar? Beschreiben Sie diese Strukturen in Ihrem Protokoll.

Nehmen Sie eine Sequenz von 200 Bildern auf, entweder über die einfache Capture-Funktion oder über den Seeing Monitor. Diese Daten werden die Grundlage für die weitere quantitative Auswertung sein.

Beenden Sie nach Abschluss der Datennahme die beiden Programme auf PC3, fahren Sie den Rechner aber *nicht* runter, das die Datensynchronisation mit der TURM Cloud unter Umständen noch läuft.

---

### 7.3 Ca-K Beobachtung (T2)

Die Beobachtung in der Wellenlänge der Ca-K-Linie erfolgt vollkommen analog zur Weißlichtbeobachtung. Zum Einsatz kommen Teleskop T2 und PC2.

Wie zuvor müssen Sie die Sonne zentrieren, die Belichtungszeit einstellen, die Bildschärfe beurteilen und ggf. fokussieren, sich einen visuellen Eindruck von den sichtbaren Strukturen verschaffen und eine Sequenz von 200 Bildern aufnehmen.

Dokumentieren Sie im Protokoll auch einen ersten Eindruck zum Vergleich zwischen der Weißlicht- und der Ca-K-Beobachtung. Welche Strukturen sind in beiden Wellenlängenbändern zu sehen, was sind die Unterschiede?

### 7.4 H- $\alpha$ Beobachtung (T4)

Die Beobachtung in der Wellenlänge der H- $\alpha$ -Linie erfolgt mit Teleskop T4 und PC4 und hat ein zusätzliches Element, das für Weißlicht- oder Ca-K-Beobachtung nicht relevant war. Das in T4 integrierte zweite Etalon erlaubt eine Verschiebung der Zentralwellenlänge über den Luftdruck in der Kammer des Etalons, der von einem computergesteuerten Kompressor kontrolliert wird. Über ein zusätzliches Steuerprogramm auf PC4 können Sie den Druck einstellen.

Zunächst befindet sich die Kammer des Etalons auf Umgebungsdruck, dadurch sind die beiden Etalons gegeneinander verstimmt und das Sonnenlicht wird blockiert. Nach dem Start von SharpCap wird also kein Sonnenbild sichtbar sein.

Erhöhen Sie den Druck schrittweise auf ca. 21.5 PSI. Idealerweise erhöhen Sie den Druck in Schritten von ca. 5.0 PSI und warten jeweils, bis sich der tatsächliche Druck in der Etalonkammer dem Sollwert angeglichen hat. Beobachten Sie während der Druckveränderung das Kamerabild.

Erhöhen Sie den Druck keinesfalls über 23 PSI. Für den Druck ist eine Toleranz von 0.2 PSI vorgesehen, d.h. wenn Soll- und Ist-Wert bis auf 0.2 PSI übereinstimmen, wird nicht weiter angeglichen. Es kann sein, dass der Druck mit der Zeit leicht abfällt. Sobald die Differenz über 0.2 PSI steigt, korrigiert der Kompressor den Druck.

Nachdem der Druck eingestellt ist, können Sie die Sonne zentrieren, die Belichtungszeit optimal einstellen, die Bildschärfe beurteilen und ggf. fokussieren, sich einen visuellen Eindruck von den sichtbaren Strukturen verschaffen und eine Sequenz von 200 Bildern aufnehmen.

Nach dieser Sequenz mit optimaler Belichtungszeit für die Abbildung der Sonnenscheibe, erhöhen Sie die Belichtungszeit, bis die Sonnenscheibe vollkommen überbelichtet ist. Am Sonnenrand werden nun unter Umständen Protuberanzen sichtbar. Wählen Sie die Belichtungszeit so, dass diese gut sichtbar sind und nehmen Sie eine weitere Sequenz von 200 Bildern auf.

### 7.5 Beurteilung der Daten

Die neu aufgenommenen Bildsequenzen werden automatisch nachbearbeitet und über die Cloud-Speicher des TURM Observatoriums und die folgende Webseite zur Verfügung gestellt:

 [TURM Observatory - Solar Image Browser](https://turm.physik.tu-darmstadt.de/internal/solar_browser.php)  
https://turm.physik.tu-darmstadt.de/internal/solar\_browser.php

In dieser Nachbearbeitung werden aus jeder neuen Bildsequenz die besten 20 Einzelbilder extrahiert und für die weitere Auswertung als Rohdaten gespeichert. Das beste Bild aus dieser Gruppe wird dann zusätzlich mit verschiedenen Algorithmen nachbearbeitet, die das Bildrauschen reduzieren, die Bildschärfe steigern und den Kontrast erhöhen. Diese Bilder werden auf der obigen Webseite in einer Monochromen- und einer Falschfarbenversion dargestellt. Der Solar Image Browser erlaubt es auch, auf die Bilder vergangener Beobachtungen zuzugreifen.



---

Vergleichen Sie die Ergebnisse Ihrer Beobachtungen für die verschiedenen Wellenlängenbänder miteinander und mit den Ergebnissen früherer Beobachtungen. Dokumentieren Sie im Versuchsprotokoll: Welche Oberflächenstrukturen sind sichtbar? Sind diese Strukturen auch in früheren Aufnahmen zu sehen? Wie vergleicht sich die Bildqualität mit früheren Aufnahmen?

## 7.6 H- $\alpha$ Detailbeobachtung (T1, optional)

Optional können Sie auch noch eine Detailbeobachtung von einzelnen H- $\alpha$ -Strukturen mit dem Teleskop T1 durchführen. Auf PC1 ist SharpCap Pro für die Ansteuerung der Kamera an T1 und ein Kontrollprogramm für den Daystar Quantum H- $\alpha$  Filter installiert.

Dieses Etalon wird thermisch abgestimmt und ist kalibriert, d.h. Sie können direkt eine Zentralwellenlänge einstellen. Der Nachteil des thermischen Tunings ist, dass nach einer Änderung der Wellenlänge eine gewisse Zeit (bis zu 10 Minuten) nötig sind, bis der Kristall ein thermisches Gleichgewicht bei der neuen Temperatur erreicht hat.

Versuchen Sie einige der H- $\alpha$  Strukturen aus den Übersichtsaufnahmen mit T4 zu lokalisieren und genauer zu untersuchen. Sie können auch eine Sequenz von Bildern aufnehmen, diese Aufnahmen werden allerdings nicht automatisch nachbearbeitet.

## 7.7 Herunterfahren des Observatoriums

Nach Abschluss der Beobachtungen müssen Sie das Observatorium wieder in den "Standby Mode" bringen. Dazu sind die entsprechenden Schritte wie für die Inbetriebnahme erforderlich, nur in umgekehrter Reihenfolge:

### 1. Deaktivieren der Kuppelsynchronisation:

→ ScopeDome LS → Panel "Dome Command" → Button "Scope Sync ON"

### 2. Parken des Teleskoparrays:

→ ScopeDome LS → Panel "Telescope Command" → Button "Park"

### 3. Schließen des Kuppelspaltes:

→ ScopeDome LS → Panel "Shutter 1" → Button "Close"

### 4. Deaktivieren der Kommunikation zwischen Kuppel und Montierung:

→ ScopeDome LS → Panel "Telescope Command" → Button "Disc"

Überprüfen Sie per Kamerabild, dass das Teleskoparray ordnungsgemäß geparkt und die Kuppel geschlossen ist. Beenden Sie das Programm SharpCap Pro auf allen Rechnern, fahren Sie die Rechner aber nicht herunter.

---

## 8 Schriftliche Ausarbeitung

---

Die unten ausgeführten vier Abschnitte sind die wesentlichen Elemente der schriftlichen Ausarbeitung für diesen Versuch. Sie sollten dabei keine umfangreichen Passagen aus der Anleitung oder der Literatur wiederholen, sondern sich auf die Darstellung und Interpretation Ihrer Messungen konzentrieren!

### Dokumentation der Beobachtungen und der Beobachtungsbedingungen

Dokumentieren Sie ausführlich die von Ihnen durchgeführten Beobachtungen aus den Abschnitten 7.2 bis 7.4 und ggf. 7.6. Dies beinhaltet die genauen Zeiten der Datenaufnahme, der jeweilige Sonnenstand (Höhe über Horizont), die verwendeten Belichtungszeiten, die Fokuseinstellungen, etc.

Beschreiben Sie auch die vorherrschenden Wetter- und Beobachtungsbedingungen. Ist der Himmel vollkommen klar oder eher trüb? Zeigt sich irgendeine Art von Bewölkung? Was sind die typischen Außentemperaturen? Welchen Eindruck haben Sie von der Luftunruhe?

Alle notwendigen Informationen zu diesem Teil der Ausarbeitung sollten bereits in Ihrem handschriftlichen Protokoll dokumentiert sein.

### Diskussion der sichtbaren Oberflächenstrukturen

Verwenden Sie die Bilder aus der automatischen Nachbearbeitung, um die aktuell sichtbaren Strukturen auf der Sonnenoberfläche zu diskutieren.

Diskutieren Sie von jedem Typ von Oberflächenstruktur, der in Ihren Daten sichtbar ist, ein Exemplar. Stellen Sie das Erscheinungsbild in den verschiedenen Wellenlängenbereichen gegenüber und beschreiben Sie die Gestalt. Erläutern Sie auch den physikalischen Mechanismus, der die jeweilige Struktur erzeugt. Wenn Sie in Abschnitt 7.6 Detailaufnahmen gemacht haben, dann können die natürlich ebenfalls für die Diskussion herangezogen werden.

### Quantitative Bestimmung der Randverdunkelung

Untersuchen Sie die Randverdunkelung in den drei verschiedenen Spektralbereichen anhand Ihrer Beobachtungsdaten. Die besten 20 Rohbilder sind über die Cloud des TURM-Observatoriums verfügbar. Den Link zu den Daten erhalten Sie vom Betreuer/von der Betreuerin per Email.

Ausgehend von diesen (unbearbeiteten) Bildern bestimmen Sie das Intensitätsprofil entlang einer Geraden durch die Mitte der Sonnenscheibe. Um den Einfluss von kleinskaligen Strukturen auf der Sonnenoberfläche oder anderer Störeffekte zu reduzieren, können sie Intensitätsprofile für verschiedene Orientierung der Geraden und/oder verschiedene Einzelbilder mitteln.

Passen Sie an diese Daten ein Modell für die Randverdunkelung an und vergleichen Sie mit den Literaturergebnisse, z.B. aus

☞ [D. Hestroffer, C. Magnan – \*Wavelength dependency of the Solar limb darkening\*  
\*Astronomy & Astrophysics\* 333, 338 \(1998\).](http://aa.springer.de/papers/8333001/2300338.pdf)  
<http://aa.springer.de/papers/8333001/2300338.pdf>

☞ [A. K. Pierce, C. D. Slaughter – \*Solar limb darkening\*  
\*Solar Physics\* 51, 25 \(1977\).](https://link.springer.com/content/pdf/10.1007/BF00240442.pdf)  
<https://link.springer.com/content/pdf/10.1007/BF00240442.pdf>

Für die Datenreduktion und den Fit müssen sie ein kleines Programm in einer Programmierumgebung Ihrer Wahl schreiben – Mathematica oder Python bieten sich hierfür an.

---

## Rotationsperiode und Differentielle Rotation

Aus dem Vergleich Ihrer Beobachtungen mit den Daten des TURM Observatoriums aus den vergangenen Tagen bzw. Wochen können Sie Informationen zur Rotationsperiode der Sonne und im Idealfall sogar zur differentiellen Rotation ableiten.

Versuchen Sie eine Sonnenfleckengruppe oder aktive Region zu identifizieren, deren Bewegung über die Sonnenscheibe Sie über mehrere Beobachtungen verfolgen können (je mehr Beobachtungen desto besser). Leiten Sie aus dieser Bewegung den solaren Breitengrad der Gruppe ab und bestimmen Sie die Rotationsperiode der Sonne für den jeweiligen Breitengrad. Dazu sind verschiedene geometrische Überlegungen erforderlich. Beachten Sie, dass die Rotationsachse der Sonne gegenüber der Rotationsachse der Erde verkippt ist. Die Bilder sind aufgrund der äquatorialen Montierung der Teleskope an der Erdachse ausgerichtet (die Vertikale entspricht der Nord-Süd-Richtung).

Vergleichen Sie Ihre Beobachtungen mit den Literaturdaten für die Rotationsperiode und die differentielle Rotation.