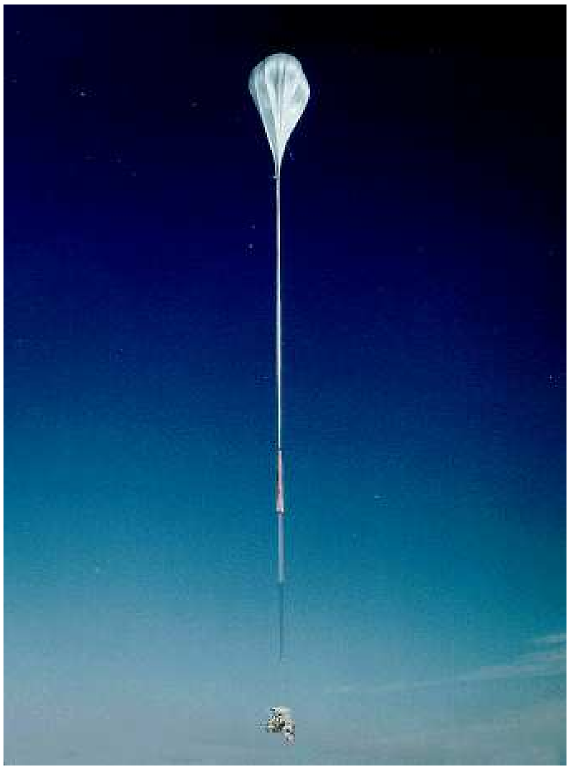
Entwicklung einer Sternkamera und Entwurf einer digitalen Steuerelektronik für ballongetragene Röntgenexperimente



Diplomarbeit
vorgelegt von
Christoph Tenzer
Eberhard-Karls-Universität Tübingen
Institut für Astronomie und Astrophysik, Abt. Astronomie

November 2004

Aufnahme auf der Titelseite:
Start des Marshall Imaging X-ray Experiment (MIXE2) in Fort Sumner, NM.
Abbildung von National Scientific Balloon Facility (NSBF).

Abstract

For the determination of the pointing position of instruments onboard balloon-suspended experiments during daytime most commonly a sun sensor is used. For the flight of the HEXIS CZT X-ray detector a STARCAMERA is intended to derive the pointing position in near-realtime from the constellations of stars in pictures taken at night. This is accomplished by pattern recognition in comparison with a preprocessed starcatalogue by the onboard computer. Although the starcamera is planned to match this specific experiment, the system can easily be transferred and adapted to any other kind of space-going experiment. The first part of this diploma thesis provides a depiction of the selection process for the digital SLR-camera and the development of the software.

The second part describes the design of the DIGITAL STEERING ELECTRONICS used as a centerpiece in the hardware of the same experiment. It is acting as an interface between the onboard computer and the analogue hardware. As such it performs a wide range of tasks - from collecting the housekeeping-data up to processing telemetry commands. This part of the thesis serves as a documentation of the development of the PCB-Layout and the hardware-description code for the XILINX Virtex-II FPGA.

Inhaltsverzeichnis

Kapitel 1

Einleitung

Die Wissenschaft der Astronomie umfasst heute zahlreiche Spezialgebiete. Eine Klassifizierung dieser Gebiete kann auf vielfältige Art und Weise, z.B. wie in anderen Wissenschaften nach den jeweiligen Forschungsschwerpunkten, vorgenommen werden. In der *beobachtenden* Astronomie hat sich jedoch eine Einteilung anhand der detektierten elektromagnetischen Strahlung etabliert. Mit dem Fortschreiten der Technologie entstanden so neue Bereiche um die traditionelle optische Astronomie herum. Entsprechend dem elektromagnetischen Spektrum (*s. Abb. 1.1*) existieren heute Radio- und Infrarot-Astronomie unterhalb des optischen Bandes, sowie UV-, Röntgen- und Gamma-Astronomie im höher bis hochenergetischen Bereich oberhalb des sichtbaren Lichtes.

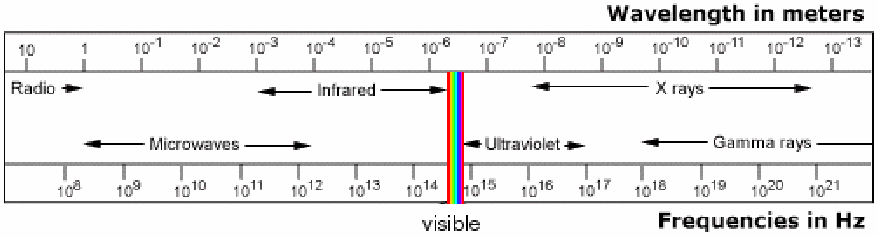


Abbildung 1.1: Einteilung der Wellenlängenbereiche des elektromagnetischen Spektrums mit den in der Astronomie verwendeten Bezeichnungen *(Abb. aus [Jain et al.(1997)])*.

Der letztgenannte Bereich wurde erst mit Beginn des Raumfahrtzeitalters und der damit verbundenen rasanten Technologieentwicklung für die Astronomie zugänglich. So ist eine erneute Ergänzung der bestehenden Forschungsbereiche auf der zu höheren Energien offenen Skala durchaus noch zu erwarten.

1.1 Röntgenastronomie

In diesem einleitenden Kapitel soll die Röntgenastronomie als der für diese Diplomarbeit relevante Forschungsbereich vorgestellt werden. Die Röntgenastronomie (*engl.: X-ray astronomy*) ist ein relativ junges und sehr dynamisches, von stetig fortschreitender Entwicklung geprägtes Teilgebiet der Astronomie. Sie befasst sich mit dem hochenergetischen Teil des Spektrums (0.1 keV - 500 keV, bzw. 10 nm - 2.5 pm) elektromagnetischer Strahlung. Röntgenstrahlung wird in der Erdatmosphäre nahezu vollständig absorbiert, so dass Instrumente, mit denen in diesem Wellenbereich Beobachtungen durchgeführt werden sollen, in sehr große Höhe gebracht werden müssen (*s. Abb. 1.2*). Diese Notwendigkeit lässt verstehen, warum erstmals 1949 mit einem Raketenexperiment in New Mexico Röntgenstrahlung der Sonne nachgewiesen werden konnte. Bis zur Entdeckung der Quelle Sco X-1 im Jahre 1962 galt die Detektion weiterer kosmischer Objekte im Röntgenlicht aufgrund der geringen gemessenen Röntgenleuchtkraft der Sonne daraufhin als höchst unwahrscheinlich. Mit der Entdeckung dieser Quelle, deren Emission im Röntgenbereich die im optischen um den Faktor 10^4 übersteigt, wurde ein Fenster zu einem neuen Forschungsgebiet aufgetan, welches das Grundverständnis der Astrophysik über den Aufbau von Sternen und die physikalischen Abläufe in ihrem Inneren revolutionierte.

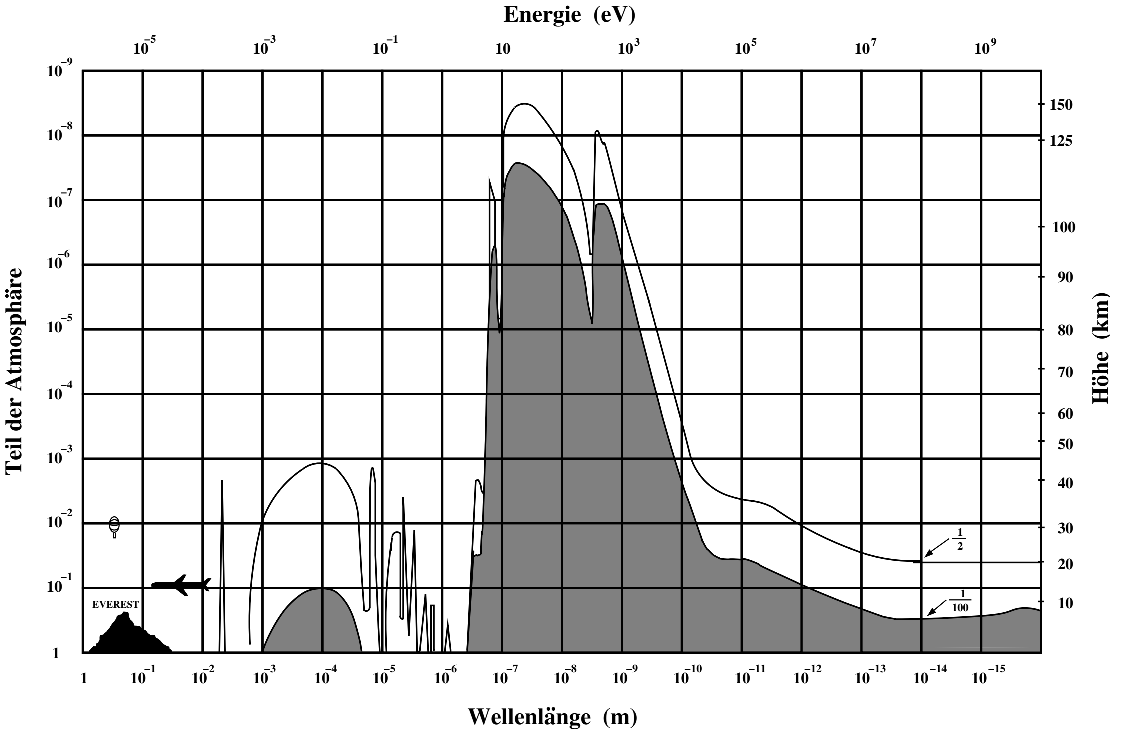


Abbildung 1.2: *Die Dämpfung elektromagnetischer Strahlung verschiedener Wellenlängen in der Erdatmosphäre (Abb. aus [Giacconi(1968)]).*

Die nun folgenden Abschnitte sollen einen Einblick in die Röntgenastronomie anhand folgender Schlüsselfragen vermitteln:

- Welche kosmischen Quellen senden welche Art von Röntgenstrahlung aus?
- Durch welche physikalischen Prozesse wird diese Strahlung erzeugt?
- Wie lässt sich diese Röntgenstrahlung detektieren?

Die einzelnen Sektionen basieren auf [Charles & Seward(1995)] und den Vorlesungen 'Röntgenastronomie I + II', gehalten von Prof. R. Staubert in Tübingen in den Jahren 2002 und 2003.

1.1.1 Strahlungsmechanismen

Die Energie von Röntgenphotonen ist um drei bis fünf Größenordnungen höher als die von optischen Photonen. Wenn diese in einem thermischen Prozess erzeugt werden, ist daher davon auszugehen, dass ihr Ursprungsort auch etwa eintausend- bis einhunderttausendmal so heiss ist, wie der Ursprung vornehmlich optischer Strahlung. Das lässt darauf schließen, dass die Oberfläche der meisten Röntgenquellen eine Temperatur von einigen Millionen Grad aufweist. Strahlungsprozesse, die thermische Röntgenstrahlung erzeugen, und solche, die nicht-thermische Strahlung produzieren, werden im Folgenden erläutert.

1.1.1.1 Thermische Prozesse

Bei den thermischen Prozessen ist zuvorderst die SCHWARZKÖRPERSTRAHLUNG zu nennen. In vielen Fällen lässt sich das Strahlungsspektrum eines kosmischen Objektes relativ genau durch das PLANCK'SCHE STRAHLUNGSGESETZ (*Gleichung 1.1*) beschreiben. Dieses Gesetz beschreibt das Spektrum eines 'Schwarzen Körpers', d.h. eines idealisierten Objektes, das sich im thermodynamischen Gleichgewicht befindet und keinerlei einfallendes Licht reflektiert oder transmittiert. Die von diesem Objekt ausgehende Strahlung ist daher ausschließlich auf die Temperatur des Körpers zurückzuführen, oder umgekehrt: aus dem Intensitätsmaximum eines von Schwarzkörperstrahlung dominierten Spektrums lässt sich mittels des WIEN'SCHEN VERSCHIEBUNGSGESETZES (*Gleichung 1.2*) die Oberflächentemperatur des Objektes errechnen.

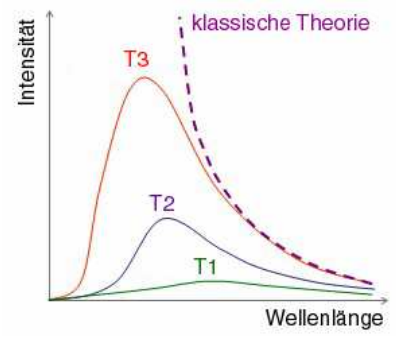


Abbildung 1.3: *Emissionsspektren Schwarzer Körper von unterschiedlicher Temperatur (T3 > T2 > T1).*

Planck'sches Strahlungsgesetz

$$I(\nu, T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \cdot \frac{1}{exp(h\nu/kT) - 1} \tag{1.1}$$

Wien'sches Verschiebungsgesetz

$$\lambda_{max} = \frac{0.002898}{T} \tag{1.2}$$

Als THERMISCHE BREMSSTRAHLUNG bezeichnet man die Form von Strahlung, die in heißen Plasmen[1] entsteht, wenn geladene Teilchen in elektrischen Feldern abgelenkt werden. Wird für die Elektronen im Plasma eine MAXWELL-BOLTZMANN-GESCHWINDIGKEITSVERTEILUNG angenommen, so resultiert ein kontinuierliches Strahlungsspektrum, wenn diese in den Coulombfeldern der Atomrümpfe gebremst oder abgelenkt werden. Zu höheren Energien hin fällt dessen Intensität im Spektrum mit $exp\left(-\frac{E}{kT}\right)$ ab (EXPONENTIAL CUTOFF).

Die kontinuierlichen Bremsstrahlungsspektren sind zumeist noch von Linienspektren mit einzelnen FLUORESZENZLINIEN, ebenfalls im Röntgenwellenlängenbereich, überlagert. Diese entstehen, wenn Atome oder Ionen von hochenergetischen Photonen getroffen werden und dabei ein gebundenes Elektron abgelöst wird. Diese Lücke in der Elektronenkonfiguration kann im Prinzip auf zwei Arten geschlossen werden: durch das Einfangen eines freien Elektrons, oder durch das Auffüllen der Lücke durch ein Elektron einer äußeren Schale. Dabei strahlt das Atom die Energiedifferenz zwischen der Schale des freien Platzes (bezeichnet mit K, L, M, ...) und der des auffüllenden Elektrons (bezeichnet mit α, β, γ, ...) ab. Diese Strahlung ist für jedes chemische Element und jede Schalenkonfiguration eindeutig und wird daher als *charakteristisch* bezeichnet. Sie ist von großer Bedeutung für die Astrophysik bei der Bestimmung des Aufbaus von Sternen und Galaxien, da sie Aufschluss über die dort vorhandenen Elemente gibt.

1.1.1.2 Nicht-thermische Prozesse

Bewegen sich geladene Teilchen (z.B. Elektronen) in einem Magnetfeld, so werden diese durch die Lorentzkraft auf gekrümmte Bahnen gezwungen. Da jede Richtungsänderung eine Beschleunigung darstellt, strahlen die sich so bewegenden Teilchen sogenannte SYNCHROTRONSTRAHLUNG ab. Die Geschwindigkeit der Elektronen liegt dabei nahe der Lichtgeschwindigkeit, so dass relativistische Korrekturen berücksichtigt werden müssen. Der Energieverteilung dieser Elektronen wird ein Potenzgesetz (*engl.: power law*) zugrunde gelegt, wie es z.B. in SCHOCKS[2] der Fall ist. Das resultierende Synchrotronspekrum, dessen genauer Verlauf von dieser Energieverteilung und dem lokalen Magnetfeld abhängig ist, folgt nun auch einem 'power law' und wird beschrieben durch:

$$I(E) = const. \cdot E^{-\alpha} \tag{1.3}$$

Das Intensitätsmaximum der emittierten Strahlung liegt bei der Frequenz

$$\nu = 2\pi \frac{eB}{m_e c} \left(\frac{E}{m_e c^2}\right)^2 \tag{1.4}$$

[1] Plasma - ionisiertes Gas
[2] Schocks - Kompressions-Stoßwellen

Als weiterer Effekt ist bekannt, dass bei relativistischen Geschwindigkeiten die Abstrahlcharakteristik der Elektronen in Bewegungsrichtung fokussiert wird (FORWARD BEAMING), so dass ein Beobachter die Synchrotronstrahlung nur messen kann, wenn er sich in diesem Strahlungskegel befindet. Außerdem wird die Synchrotronstrahlung in gerichteten Magnetfeldern teilweise polarisiert, so dass daraus eventuell Rückschlüsse auf die Form und Richtung des Magnetfeldes gezogen werden können.

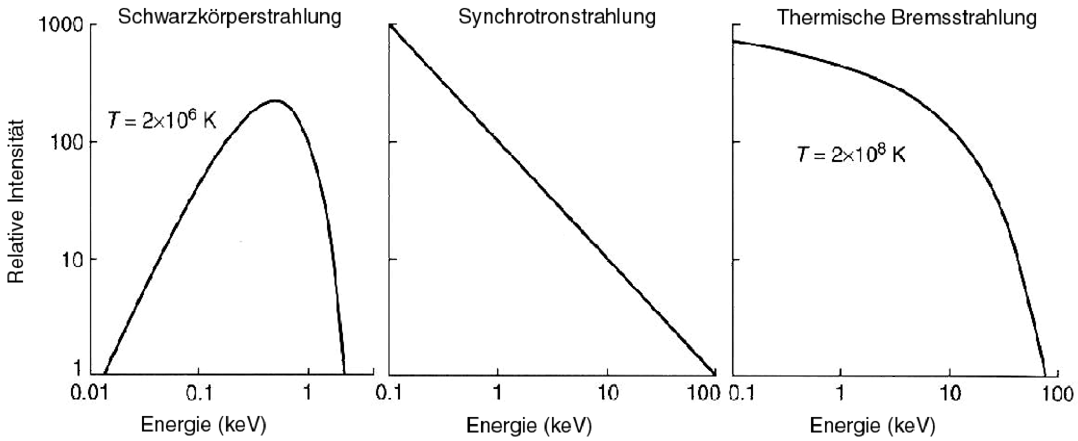


Abbildung 1.4: *Spektren der Grundlegenden Strahlungsprozesse (Abb. aus [Charles & Seward(1995)]).*

1.1.1.3 Comptonisierung

Beim klassischen COMPTON-EFFEKT wird ein einfallendes Photon an einem ruhenden Elektron gestreut. Das Photon gibt dabei Energie an das Elektron ab und ändert seinen Impuls. Der Energieübertrag wird (nicht-relativistisch) beschrieben durch:

$$E_{nachher} = \frac{E_{vorher}}{1+\frac{E}{m_e c^2}(1-\cos\Theta)} \qquad \theta : \text{Streuwinkel} \tag{1.5}$$

In einem heißen Plasma kann bei hohen Temperaturen T_e des Elektronengases der Fall eintreten, dass die Energie der Elektronen die der Photonen übertrifft ($4kT_e > E_{photonen}$). Als Folge davon gewinnen die Photonen bei den Stoßprozessen Energie von den Elektronen (*inverser* Comptonprozess). Findet dieser Vorgang mehrmals hintereinander statt, bevor das Photon das Plasma verlässt, wird von COMPTONISIERUNG gesprochen. Die Photonen nehmen bei den Stößen die Temperatur des Plasmas an und kühlen dieses effektiv, wenn sie herausgestreut werden. Auch ein von Comptonisierung geprägtes Spektrum bildet ein 'power law' mit exponentiellem cutoff.

Den Abschluss dieser Aufzählung bilden KERNPROZESSE, also strahlungserzeugende Prozesse, die mit der Umwandlung von Atomkernen in Verbindung stehen. Hierzu zählen vor allem der inverse β-Zerfall, bei dem ein Elektron der K-Schale mit einem Proton zu einem Neutron umgewandelt wird, sowie Kernzerfälle, bei denen vor allem im γ-Wellenlängenbereich Strahlung frei wird. Aufgrund der teilweise sehr langen Halbwertszeiten einiger chemischer Elemente lässt sich mit dieser Form von Strahlung die Entwicklung des Kosmos über lange Zeiträume verfolgen.

Weitere Informationen zu den Strahlungsmechanismen können [Charles & Seward(1995)] und [Rybicki & Lightman(1979)] entnommen werden.

1.1.2 Quellen von Röntgenstrahlung im Weltraum

1.1.2.1 Galaktische Quellen

- STERNE:
  Die Sonne ist - aufgrund ihrer Nähe zu uns - die hellste Röntgenquelle am Himmel. Ihr Spektrum im optischen Bereich kann sehr gut durch das Spektrum eines Schwarzen Körpers mit einer Temperatur von 5780 K beschrieben werden. Ein solches Objekt sollte überhaupt keine (im Orbit der Erde

noch detektierbare) Röntgenstrahlung emittieren. Sterne mit einem ähnlichen Spektraltyp wie unsere Sonne (G2) besitzen aber sehr wohl eine gewisse Röntgenleuchtkraft. Sie ist typischerweise um den Faktor 10^6 kleiner als ihre optische Leuchtkraft. Die Röntgenstrahlung, die ein Stern wie die Sonne emittiert, entsteht folglich also nicht in ihrer Photosphäre, sondern - wie Beobachtungen gezeigt haben - in der heißen, die Sonne umgebenden Korona. Die Strahlung entsteht durch Schockwellen und Plasmainjektionen, mit denen das Magnetfeld die Korona des Sternes erhitzt. Mit zunehmendem Alter eines Sternes verliert er durch Sternwind und Koppelung an das interstellare Medium an Drehimpuls. Dadurch verringert sich auch das damit verbundene Magnetfeld und schließlich die Röntgenleuchtkraft des Sternes [Hempelmann et al.(1995)]. Eine weitere Quelle stellarer Röntgenstrahlung sind Sterne der Spektralklasse O, die einen starken Sternwind abstrahlen, wobei Spektren mit starken und zahlreichen Emissionslinien entstehen (η Carinae, δ und ζ Orionis) [Charles & Seward(1995)].

- SUPERNOVAÜBERRESTE:
  Supernovaexplosionen sind die energiereichsten Ereignisse im Kosmos, die im Zusammenhang mit einzelnen Sternen stehen. Verschiedene Typen von Supernovae mit unterschiedlichen Intensitätsverläufen und Spektren wurden mittlerweile identifiziert. Gemeinsam ist allen die explosionsartige Abstrahlung riesiger Mengen von Energie am Ende des Lebens eines massereichen Sternes, die seine bisherige Leuchtkraft in allen Bereichen des Spektrums um Größenordnungen überstrahlt. Das abgestoßene, sich mit 10.000 - 15.000 km/s ausbreitende Restmaterial bildet eine Schockfront und erzeugt später ausgedehnte Strukturen im sich abkühlenden, im gesamten Spektrum zu beobachtenden Supernovaüberrest. Röntgenstrahlung entsteht vornehmlich zu Beginn der Explosion des Vorgängersternes und in Form von thermischer Bremsstrahlung im heißen Plasma hinter der Schockfront.

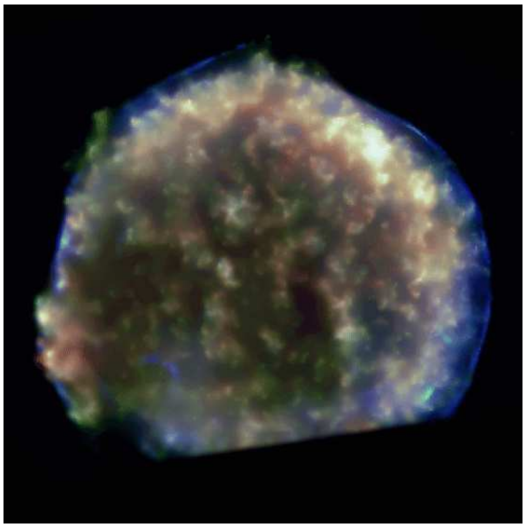


Abbildung 1.5: *Tycho's Supernovaüberrest (SN1572) im Sternbild Cassiopeia (Abb. von NASA/CXC/SAO).*

Abbildung 1.6: *Der Pulsar im Zentrum des Crabnebels (Kombination aus optischer und Röntgenaufnahme von NASA/CXC/SAO).*

- PULSARE:
  Nach einer Supernovaexplosion eines massereichen Sternes kann im heißen, ionisierten Gasnebel ein KOMPAKTES OBJEKT (s.u.) wie z.B. ein NEUTRONENSTERN zurückbleiben. Ein Neutronenstern besteht aus einem Teil der Materie des ursprünglichen Sternes, die durch Gravitation derart auf kleinstem Raum (Durchmesser < 20 km) komprimiert wurde, dass Protonen und Elektronen zu Neutronen kombinieren. Darüber hinaus behält er den größten Teil des Drehimpulses und auch das Magnetfeld des ursprünglichen Sternes bei. Aufgrund der Erhaltung des Drehimpulses und der starken Verkleinerung der räumlichen Ausdehnung ist die Rotation des Neutronensternes um Größenordnungen schneller als die des Vorläufersternes, so dass die Rotationsdauer statt mehrerer Tage nur noch Sekunden oder Sekundenbruchteile beträgt. Übrig bleibt ein sehr kompakter Himmelskörper mit einem starken Magnetfeld, das sich innerhalb des ionisierten Gasnebels schnell dreht.

Das rotierende Magnetfeld dieses PULSARS induziert ein starkes elektrisches Feld mit typischen Feldstärken im Bereich von 10^{12} V/cm. Dieses Feld übt eine auswärts gerichtete Kraft auf Elektronen an der Oberfläche des Pulsars aus, die dessen Gravitationskraft um Größenordnungen übersteigt. Die Stärke des Magnetfeldes lässt jedoch Bewegungen geladener Teilchen nur entlang der gekrümmten Feldlinien zu, so dass vom Pulsar entweichende Elektronen Synchrotronstrahlung in Bewegungsrichtung, d.h. in einen schmalen Kegel an beiden Magnetpolen emittieren. Weicht die Orientierung des Magnetfeldes von der Rotationsachse des Pulsars ab, so wandern diese Strahlungskegel wie das Licht eines Leuchtturms in den umgebenden Raum. Liegt die Erde innerhalb des überstrichenen Bereiches, so kann gepulste Strahlung beobachtet werden. Ein relativ bekannter Pulsar ist der Crab-Pulsar (*s. Abb. 1.6*) mit einer Periode von 33 ms.

- RÖNTGENDOPPELSTERNE:
  Ein RÖNTGENDOPPELSTERN (*engl.: X-ray Binary - XB*) ist ein Doppelsternsystem, bestehend aus einem 'normalen' Stern und einem kompakten Objekt, das Strahlung im Röntgenbereich aussendet. Ursache ist Materie, die von dem größeren der beiden Sterne zu seinem kompakten Partner strömt und auf dessen Oberfläche stürzt. Abhängig von seiner Restmasse ist ein massereicher Stern im Endstadium seiner Entwicklung zu einem KOMPAKTEN OBJEKT, d.h. zu einem WEISSEN ZWERG (Masse $< 1.4\ M_\odot$)[3], einem Neutronenstern ($1.4\ M_\odot <$ Masse $<$ 3-4 $M_\odot$) oder - jenseits davon - zu einem SCHWARZEN LOCH geworden. Ist diese sogenannte Oppenheimer-Volkov-Grenze überschritten (Masse $>$ 3-4 $M_\odot$), so gibt es keine Möglichkeit mehr für die Materie, der Gravitation entgegenzuwirken und der Stern kollabiert zur Singularität - einem Schwarzen Loch. Aus der Beobachtung der Bahnparameter des Doppelsternsystems kann die Masse des Schwarzen Loches genau bestimmt und über Gleichung 1.6 dessen SCHWARZSCHILDRADIUS berechnet werden, innerhalb dessen Informationen vor dem Beobachter verborgen bleiben, da Strahlung von Innen das Gravitationspotential nicht überwinden kann.

  $$Schwarzschildradius: \quad R_s = \frac{2GM}{c^2} \tag{1.6}$$

  Der Materiefluss vom Begleitstern zum kompakten Objekt (AKKRETION) ist ein sehr effizienter Prozess für die Umwandlung von potentieller Energie in Strahlungsenergie und kann auf drei Ursachen zurückgeführt werden:

  - Roche-Lobe Overflow:
    Füllt der Begleitstern sein durch die Summe aus Gravitations- und Zentrifugalpotential des Systems definiertes ROCHE-VOLUMEN (*s. Abb. 1.7*) aus, so strömt Materie zum kompakten Objekt über. Aufgrund des dieser Materie innewohnenden Drehimpulses bildet sich eine AKKRETIONSSCHEIBE aus, die auf Temperaturen von bis zu 10^7 K aufgeheizt wird und somit thermische Röntgenstrahlung abgibt.

    Ist das kompakte Objekt ein Neutronenstern, so entsteht die Röntgenstrahlung jedoch vor allem beim Auftreffen der durch das Gravitationspotential beschleunigten Materie auf dessen harter Oberfläche.
  - Windakkretion:
    Ist der Begleitstern vom Spektraltyp O oder B, so tritt WINDAKKRETION auf. Diese Sterne, bei denen die im Inneren entstehende Strahlung in der eigenen Sternhülle stark absorbiert wird, senden einen starken Sternwind aus, der Massen von 10^{-10} bis $10^{-5}\ M_\odot$ pro Jahr davonträgt. Die auf diese Weise annähernd isotrop ausgesandte Materie trägt kaum Drehimpuls. Es bilden sich daher in solchen Systemen nur selten kleine Akkretionsscheiben.
  - Begleiter ist ein Be-Stern:
    Ein Be-Stern ist aufgrund der Kräfte, die eine Folge seiner hohen Rotationsgeschwindigkeit sind, stark abgeplattet. Um seinen Äquator bildet sich eine Scheibe aus, die der kompakte Begleiter auf seiner Bahn eventuell berührt und dabei Material akkretieren kann. Tritt dieser Fall ein, so wird wie in den bereits vorgestellten Prozessen Röntgenstrahlung beim Vorgang der Akkretion emittiert. Sind die Bewegungen beider Objekte um den gemeinsamen Schwerpunkt dergestalt, dass ein Zusammentreffen nur ab und zu vorkommt, so wird von einem TRANSIENT-System gesprochen, das keine ständige (PERSISTENT) Röntgenquelle darstellt.

  Allgemein wird aufgrund der unterschiedlichen Spektren noch einmal zwischen Systemen, in denen der gewöhnliche Begleitstern eine Masse um 1 $M_\odot$ (Low Mass X-ray Binaries - LMXBs) hat, und solchen mit 10 und mehr $M_\odot$ (High Mass X-ray Binaries - HMXBs) differenziert.

[3] $M_\odot$: Masse der Sonne

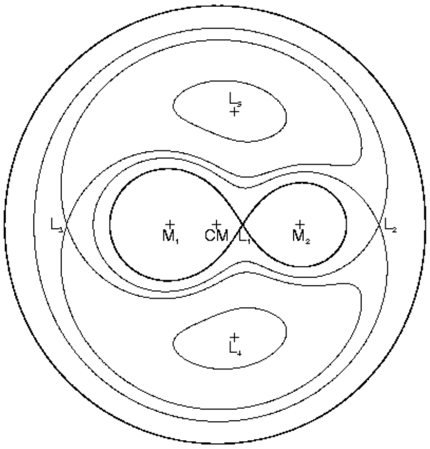


Abbildung 1.7: *Darstellung des Roche-Potentiales in einem Röntgendoppelsternsystem (Abb. aus [Wilms(1996)]).*

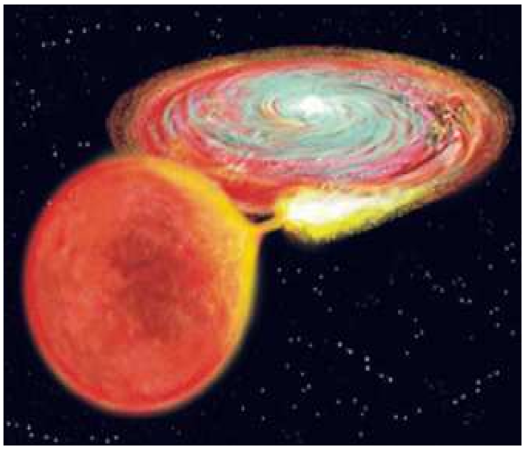


Abbildung 1.8: *Grafische Darstellung eines Röntgendoppelsternsystems mit Akkretionsscheibe (Abb. von NASA).*

1.1.2.2 Extragalaktische Quellen

Auch in anderen Galaxien wurden mit Hilfe moderner Röntgensatelliten zahlreiche Röntgenquellen derselben Typen entdeckt wie diejenigen, die sich in unserer Milchstraße befinden. In einigen Spiralgalaxien, wie z.B. NGC4151, ist es vor allem das Zentrum der Galaxie, welches eine enorme Menge an Energie, zum Teil in Form sogenannter JETS, freisetzt. Diese Objekte werden als Active Galactic Nuclei (AGN - *dt.: Aktive Galaxien*) bezeichnet.

- AGN:
  Unter dem Begriff AGN werden durch das UNIFIED MODEL [Urry & Padovani(1995)] eine Vielzahl von bisher als komplett verschieden geltenden Objekten zusammengefasst. Gemeinsam ist allen ein sich im Zentrum befindendes Supermassives Schwarzes Loch mit einer Masse von 10^7 - 10^9 $M_\odot$, das von einer Akkretionsscheibe innerhalb eines optisch dicken Staubtorus umgeben ist. Unterschiedlich schnelle Gaswolken kreisen um diesen Torus und erzeugen breite und schmale Fluoreszenzlinien im Spektrum der Aktiven Galaxie. Das Unified Model erklärt die unterschiedlichen Beobachtungen verschiedener AGN durch den Neigungswinkel, den das gesamte System in Bezug zu unserer Sichtlinie hat. Wir detektieren nur Strahlung aus den Bereichen, die nicht durch den Torus und die Gaswolken verdeckt sind. Einige AGN zeichnen sich zusätzlich durch einen Materiestrahl (Jet) aus, der orthogonal zur Systemebene in beide Richtungen emittiert wird und dessen Strahlung vor allem im Radiowellenlängenbereich detektiert werden kann.

- GALAXIENCLUSTER:
  Galaxien treten meist in Gruppen von einigen wenigen, bis hin zu großen Haufen mit zehntausenden von Galaxien auf. Das Gravitationspotential, welches die Galaxien zusammenhält, bindet auch eine riesige Wolke, bestehend aus heißem Gas im Raum zwischen den Galaxien. Dieses Gas ist mit einer Temperatur von 10^8 K eine starke Röntgenquelle für thermische Bremsstrahlung. Die Masse, die mit der Röntgenleuchtkraft dieser Galaxienhaufen in Verbindung gesetzt wird, ist etwa genau so groß wie die Masse, die den Galaxien im Optischen zugeordnet wird. Die Entwicklung der Röntgenastronomie hat folglich die Menge der beobachtbaren Masse im Universum verdoppelt. Noch bedeutender ist aber die Tatsache, dass das aufgrund der Bewegungen der einzelnen Galaxien errechenbare Gravitationspotential der Galaxienhaufen das Vorhandensein des 100-300fachen der beobachteten Masse in Form von DUNKLER MATERIE impliziert! Zukünftige Röntgenmissionen wie z.B. DUO[4] zielen darauf ab, diese noch 'dunklen' Teile des Universums ans Licht zu holen.

1.1.3 Detektion von Röntgenstrahlung

Wie in der Einleitung bereits erwähnt, wird Röntgenstrahlung aus dem Weltraum durch die Erdatmosphäre stark gedämpft, so dass die Detektoren mit Ballons, Raketen und Satelliten in große Höhe gebracht werden

[4]DUO - Dark Universe Observatory

müssen um überhaupt von genügend Strahlung erfasst zu werden. Diese Tatsache schränkt die Wunschvorstellung von einer möglichst großen Detektorfläche, bzw. Brennweite durch die daraus resultierenden umfangreichen und schweren Instrumente stark ein - im Gegensatz zu den weitaus geringeren Beschränkungen denen erdgebundene Detektoren und Teleskope unterliegen. Obwohl die Röntgenastronomie ein noch relativ junger Forschungsbereich ist, haben die zur Detektion von Röntgenstrahlung eingesetzten Geräte bereits eine umfangreiche Evolution durchlaufen. Ausgehend von reinen Proportional- und Szintillationszählern ist man mit moderner Halbleitertechnologie bei fokussierenden Optiken und abbildenden Detektoren angelangt, die sich durch hohe Nachweisempfindlichkeit, sowie hervorragende Zeit-, Energie- und räumliche Auflösung auszeichnen. Im Folgenden soll detaillierter auf diese heute fast ausschließlich verwendeten Halbleiterdetektoren eingegangen werden.

1.1.3.1 Detektortypen

Halbleiterdetektoren bilden die Basis für moderne bildgebende Systeme in der Röntgenastronomie. Durch die Einbringung von Fremdatomen in Halbleitermaterial lässt sich je nach Art der Atome eine Anreicherung oder Verarmung (n-, bzw. p-Dotierung) an freien Elektronen erreichen. Werden zwei unterschiedlich dotierte Halbleiter zusammengebracht, so bildet sich am Übergang eine Verarmungszone, die sogenannte Depletionszone, aus. Durch in diesen Bereich einfallende Photonen entstehen Elektron-Loch-Paare. Mit einer typischen Bandlücke bei Si-Halbleitern von 1-2 eV wird hier eine große Anzahl an Ladungsträgern erzeugt und so eine hohe Energieauflösung erreicht. Durch die Dicke der Detektorschicht und die Wahl des halbleitenden Materials können die Eigenschaften des Detektors beeinflusst werden. In der Astronomie zum Einsatz kommende Materialien sind z.B. Silizium (Si), Germanium (Ge) und Cadmium-Tellur (CdTe). Im Hard X-ray Imager von MIRAX (*s. Kap. 1.2.3.2*) wird eine CdTe-Verbindung mit Anteilen von Zink-Tellur (ZnTe) verwendet; dadurch wird die Bandlücke von 1.52 eV auf 1.64 eV erhöht. Diese Kombination bewirkt, dass der Detektor nicht mehr gekühlt werden muss, um thermisches Rauschen zu vermeiden, erlaubt also den Einsatz des Detektors bei Raumtemperatur.

Zur Bestimmung der erzeugten Ladungsmenge und des Ortes der Wechselwirkung im Detektor wird ein System von Auslese-Elektroden verwendet. Bei einem Pixel-Detektor sind sie z.B. in einem quadratischen Gitter angeordnet und mit dem Auslesechip verbunden. Bei einem Charge Coupled Device (CCD - *s. Abb. 1.9*) hingegen besteht ein Pixel aus drei Elektroden, die unter der Oberfläche ein lokales Potentialminimum erzeugen. Die in der Depletionszone erzeugten Ladungsträger sammeln sich dort an und werden nach Ablauf der Belichtungszeit durch ein von sogenannten Φ-Pulsen gesteuertes Verschieben der Potentiale zur Ausleseelektronik bewegt. Da dieser Prozess nicht instantan erfolgt, können auch während des Auslesevorganges noch Photonen auf die bereits teilweise verschobenen Informationen fallen. Als sogenannte out-of-time events verfälschen sie damit die Aufnahme. Möglichkeiten, die Auslesezeit zu verkürzen, bestehen zum einen durch die Aufteilung des CCDs in einzelne Abschnitte, die parallel ausgelesen werden können, zum anderen wird bei der Frame-Store-Methode die Information aus dem Detektionsbereich zuerst schnell auf einen daneben liegenden, vor Röntgenstrahlen geschützten Abschnitt mit ebensovielen Pixeln verschoben und dort dann langsam ausgelesen. CCDs werden heute in vielen Bereichen der Astronomie eingesetzt.

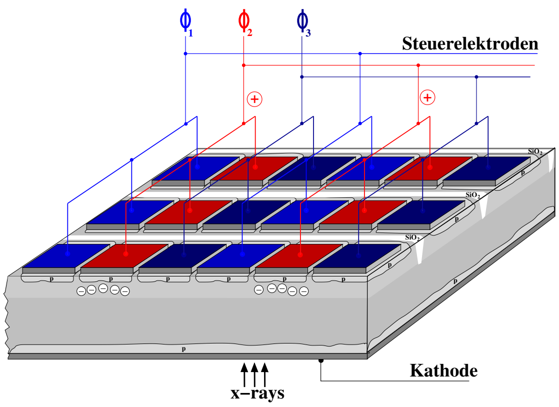


Abbildung 1.9: *Aufbau eines CCDs (Abb. von Thomas Schanz, IAAT).*

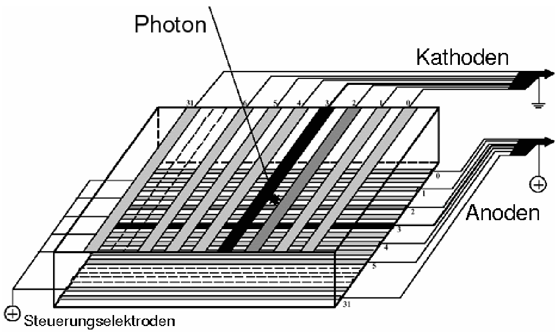


Abbildung 1.10: *Schematischer Aufbau eines Crossed-Strip Detektors (Abb. aus [Schanz(2001)]).*

Eine gute Ortsauflösung ist auch möglich, wenn die Elektroden (Strips) auf den Oberflächen des Halbleiters parallel, Anoden und Kathoden im Winkel von 90° angeordnet sind (CROSSED-STRIP DETEKTOR - *s. Abb. 1.10*). Die Größe der einzelnen Pixel ist dabei durch den Abstand der parallelen Elektroden untereinander gegeben. Da jeder Strip separat ausgelesen werden kann, sind geringe TOTZEITEN[5] zu erreichen.

Erwähnt seien noch die DRIFT-DETEKTOREN, bei denen durch die in Abb. 1.11 gezeigte Elektrodenkonfiguration ein Potential erzeugt wird, welches ein Abfließen der Ladungsträger zur Ausleseelektronik hin bewirkt. Diese Detektortechnologie zeichnet sich durch eine hohe Zeit- und Energieauflösung aus, sowie durch kurze Auslesezeiten. Sie wird voraussichtlich bei der europäischen Satellitenmission XEUS[6] zum Einsatz kommen, welche helle Quellen mit einer Zeitauflösung von ca. 10μs untersuchen wird.

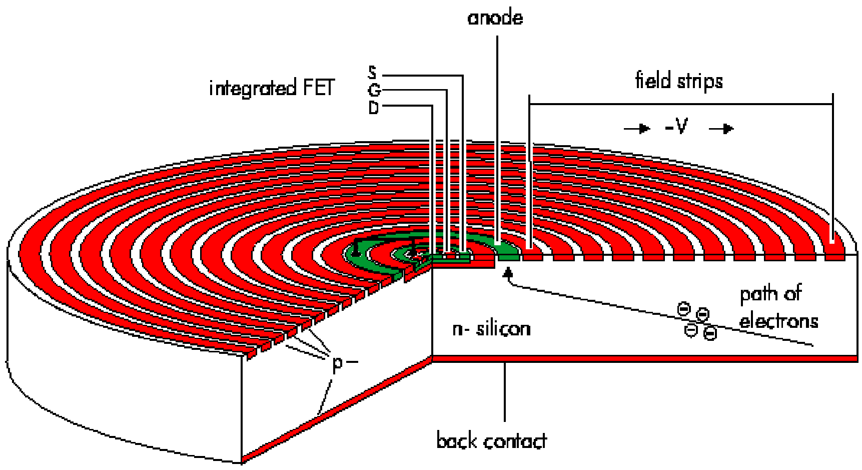


Abbildung 1.11: *Aufbau eines Silizium Drift-Detektors (Abb. aus [Strüder et al.(2004)]).*

1.1.3.2 Abbildungstechniken

Die Konstruktion von Teleskopen für Röntgenstrahlung ist um einiges aufwändiger als die von optischen Teleskopen, da Röntgenstrahlen nur bei flachem, streifendem Einfall von einem Spiegel reflektiert werden. Dies hat zur Folge, dass zahlreiche Spiegel ineinander verschachtelt werden müssen, um eine ausreichende Sammelfläche zu erzeugen. Die Anforderungen an die Fertigungsgenauigkeit der Spiegel und ihre gegenseitige Abstimmung sind dabei äußerst hoch. Die Fokuslänge dieser sogenannten WOLTER-TELESKOPE (*s. Abb. 1.12*), bestehend aus einem parabel- und einem hyperbelförmigen Spiegelabschnitt, beträgt mehrere Meter, so dass die damit bestückten Satelliten relativ groß und damit teuer werden. Bei sehr großen Fokallängen (30m bis 50m) und spezieller Beschichtung der Spiegel kann man Spiegelteleskope bis etwa 60 keV einsetzen.

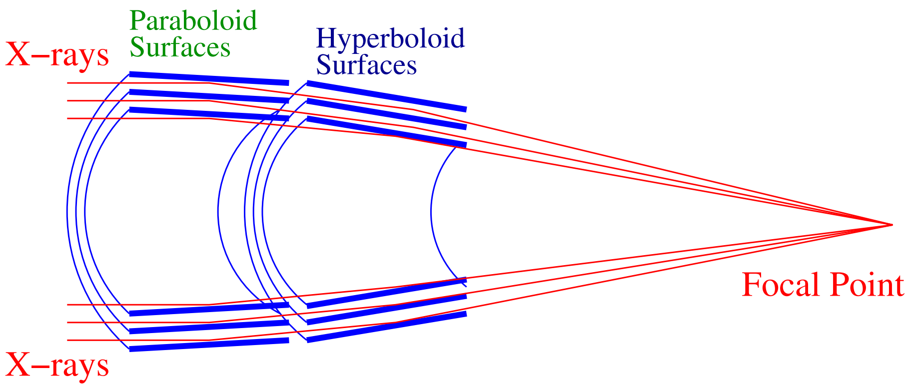


Abbildung 1.12: *Strahlenverlauf bei einem Typ I Wolterteleskop.*

[5]Zeit innerhalb derer der Detektor kein neues Ereignis detektieren kann
[6]XEUS - X-ray Early Universe Spectroscopy

Um bei höheren Energien Abbildungen zu erstellen, wird die sogenannte CODED MASK IMAGING-Technik eingesetzt. Eine Schattenmaske mit definiertem Muster aus transparenten und undurchlässigen Quadraten wird vor einem ortsauflösenden Detektor angebracht (*s. Abb. 1.13*). Dabei ist ein Kompromiss zwischen hohem relativem Winkelauflösungsvermögen (bei großem Abstand Maske-Detektor) und Fully Coded Field of View (FCFOV) (dem Raumwinkel, von dem aus gesehen sich die Maske vor der gesamten Detektorfläche befindet) einzugehen. Mittels mathematischer Operationen kann aus dem Schattenwurf der Maske auf dem Detektor ein lichtstarkes Abbild der Quellen im FCFOV rekonstruiert werden.

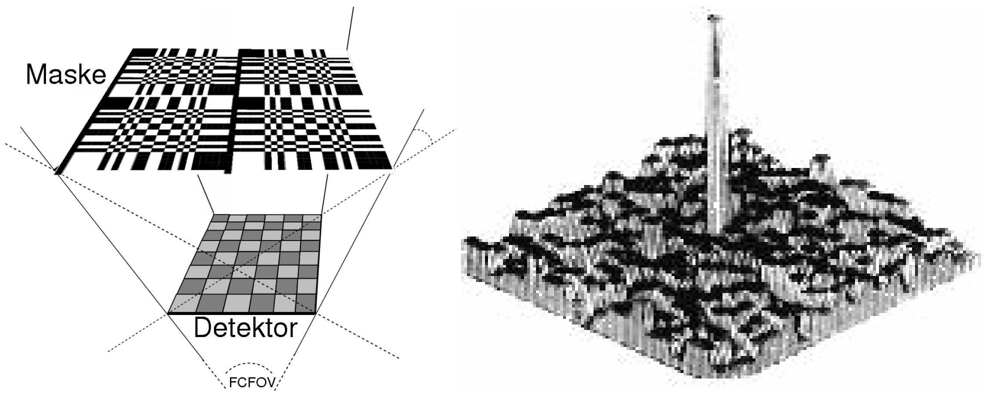


Abbildung 1.13: *Funktionsweise eines Coded Mask Imagers - Bezeichnungen, Maske und rekonstruierte Intensitätsverteilung (Abb. zum Teil aus [Schanz(2001)]).*

1.1.4 Aktuelle Projekte in der Röntgenastronomie

Seit Riccardo Giacconi et al. 1962 die erste kosmische Röntgenquelle Sco X-1 entdeckten, wurden über 100.000 weitere Quellen entdeckt und die zugehörigen Strahlungsmechanismen weitgehend verstanden. Die Verbesserung der Instrumente ermöglichte jedoch auch die Entdeckung völlig neuer Phänomene (Bursts, quasiperiodische Oszillationen und relativistische Jets, um einige anzuführen), deren Ursachen Gegenstand der aktuellen Forschung sind. Dabei spielen heute vor allem die Röntgensatelliten XMM[7]-Newton und Chandra eine dominierende Rolle bei der Datenaquisition. Zukünftige Missionen wie MIRAX, XEUS und DUO gehen Fragen nach dem Ursprung des Universums, der Dunklen Materie, bzw. Energie, sowie der Entstehung und Entwicklung von Sternen nach. Langzeitbeobachtungen sollen dabei helfen, Variabilitäten sowohl auf langen, als auch sehr kurzen Zeitskalen zu detektieren. Das nachfolgend vorgestellte Projekt MIRAX, mit dem diese Diplomarbeit eng verbunden ist, ist speziell auf diese Aufgabe zugeschnitten.

1.2 Das MIRAX-Satellitenprojekt

Der 'Monitor e Imageador de RAios-X' (MIRAX) ist ein Röntgensatellitenprojekt, das momentan von der Astrophysikabteilung des Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE) und der Brasilianischen Weltraumagentur (AEB) geplant wird. An den Vorbereitungen sind außerdem noch das Center for Astrophysics and Space Science at the University of California in San Diego (CASS/UCSD), das Massachusetts Institute of Technology (MIT), das Institut für Astronomie und Astrophysik in Tübingen (IAAT) und die Space Research Organization Netherlands (SRON) beteiligt.

1.2.1 Wissenschaftliche Zielsetzung

Zu den vorgesehenen Aufgaben für MIRAX zählt in erster Linie die kontinuierliche Beobachtung der Galaktischen Ebene, vor allem des Galaktischen Zentrums in einem Energiebereich von 2-200 keV [Rothschild et al.(2002)]. Wegen der Bewegung der Erde auf ihrer Bahn um die Sonne ist dies nur während neun Monaten eines Jahres möglich. In den verbleibenden drei Monaten verhindert die Position der Sonne eine unverfälschte Beobachtung. Der Beobachtungsplan sieht für diese Zeit andere Ziele, wie etwa Cygnus, Vela/Centaurus oder die Magellanschen Wolken vor.

[7] XMM - X-ray Multi-Mirror

Der wissenschaftliche Schwerpunkt der Mission liegt auf der Beobachtung der Entwicklung von Neutronensternen und Zustandswechseln von akkretierenden Schwarzen Löchern auf einer Zeitskala von etwa fünf Jahren. Auch auf dem Gebiet der Röntgenbursts, die sich innerhalb von nur wenigen Sekunden ereignen, sollen mit MIRAX Fortschritte erzielt werden.

1.2.2 Charakteristika des Projekts

Die MIRAX-Mission vereint mehrere Beobachtungsmöglichkeiten, die bisher je einzeln auf verschiedenen Satelliten implementiert waren, in einem einzigen Satellitenprojekt. Zum einen ermöglicht das große Gesichtsfeld, welches von den Detektoren abgedeckt wird, sowie die dauerhafte Beobachtung des Galaktischen Zentrums (60 von 90 Minuten eines Orbits - neun Monate im Jahr) die Erfassung von längerfristigen Phänomenen innerhalb unserer Galaxie über Jahre hinweg. Zum anderen bietet die sehr gute zeitliche Auflösung von 10 μs eine hohe Chance, zahlreiche kurzlebige Abläufe zu detektieren, die mit den bisherigen Beobachtungsmöglichkeiten nur sporadisch entdeckt wurden. Alle Beobachtungen werden mit erprobten, hochempfindlichen Detektoren durchgeführt, die sich durch gute Winkel- und Spektralauflösung auszeichnen.

1.2.3 Instrumentierung

Im Folgenden soll näher auf die Detektoren für Strahlung im Röntgenbereich, welche sich an Bord befinden, eingegangen werden. Es handelt sich dabei um einen Imager für niederenergetische Röntgenstrahlung im Bereich von 2 bis 28 keV und zwei baugleiche Imager für 'harte' Strahlung im Energiebereich von 10 bis 200 keV. Die Funktionsweise der beiden Detektortypen beruht auf dem Coded-Mask-Prinzip (*s. Kap. 1.1.3.2*).

1.2.3.1 Soft X-ray Imager

Bei dem für das MIRAX-Projekt vorgesehenen Soft X-ray Imager (SXI) handelt es sich um das Ersatzmodul der Wide-Field-Camera des Satelliten BeppoSAX, welches - bereits erprobt - von der holländischen Raumfahrtbehörde zur Verfügung gestellt wird (*s. Abb. 1.14*). Der Detektor besteht aus einem Vieldrahtproportionalzähler, sowie einer Coded-Mask mit *triadic-code*-Lochmuster aus 256 x 256 Elementen mit einer Gesamtdurchlässigkeit von 33% für Röntgenstrahlung. Weitere Detektoreigenschaften sind in Tabelle 1.1 aufgelistet.

1.2.3.2 Hard X-ray Imager

Die beiden identischen Hard X-ray Imager (HXI) sind aus einem Array von je neun Detektormodulen (*s. Abb. 1.15*) mit jeweils vier Crossed-Strip-Detektoren (*s. Abb. 1.10*) aufgebaut. Als Detektor wird hierfür eine Cadmium-Zink-Tellur-Legierung mit Crossed-Strip-Elektroden verwendet. Die Detektoren sind an Bord des Satelliten in einem festen Winkel zueinander montiert, um ein möglichst großes FOV von insgesamt 45.8° x 22.9° zu erreichen.

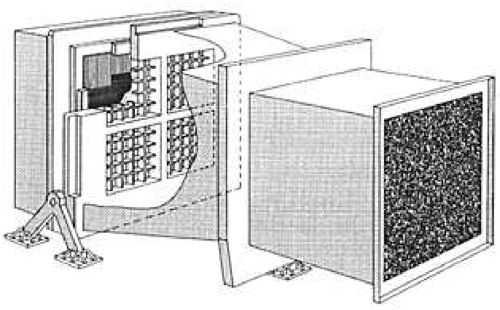


Abbildung 1.14: *Der Aufbau des Soft X-ray Imager (Abb. aus [Rothschild et al.(2002)]).*

Abbildung 1.15: *Hard X-ray Imager-Modul (Abb. aus [Rothschild et al.(2002)]).*

Tabelle 1.1: *Parameter der Instrumente an Bord von MIRAX (Tabelle aus [Rothschild et al.(2002)]).*

Parameter	SXI	HXI
Spektralbereich	1.8 - 28 keV	10 - 200 keV
Spektrale Auflösung	20% at 6 keV	<8% at 60 keV
Field-of-View (FWHM)	31.6° x 24.4°	45.8° x 22.9°
Winkelauflösung	5’	6’
Quellenlokalisation	$<$ 1’ (1σ)	$<$ 1’ (1σ)
Zeitauflösung	244 μs	10 μs
Detektorfläche	215 cm^2	360 cm^2
Empfindlichkeit (5σ)	at 2 - 10 keV	at 10-100 keV
1 Sekunde	1 Crab	-
1 Tag	6 mCrab	3 mCrab
1 Monat	3 mCrab	2 mCrab
1 Jahr	3 mCrab	2 mCrab

1.3 Das HEXIS-Ballonexperiment

Um Erfahrungen mit dem für MIRAX geplanten Hard X-ray Imager in einer realistischen Strahlungsumgebung zu sammeln, ist ein Ballonexperiment mit dem Namen HEXIS (High-Energy X-ray Imaging Spectrometer) in unmittelbarer Zukunft geplant. Dabei sollen mit dem HXI sowohl Hintergrundmessungen als auch Beobachtungen an kosmischen Objekten, deren Strahlungsparameter bereits bekannt sind (Crab-Nebel und -Pulsar, Cygnus X-1, etc.), durchgeführt werden. Mit den Ergebnissen lassen sich der Detektor und die angeschlossene Auswertungselektronik kalibrieren und auf korrekte Funktion überprüfen.

Um verschiedene Objekte während eines Ballonexperimentes beobachten zu können, muss eine Pointierung der Quellen möglich sein, d.h. das Ausrichten des Detektors in eine spezielle Raumrichtung. Dazu werden zum einen Azimut- und Elevationsmotoren zum Anfahren einer neuen Beobachtungsposition, als auch Sensorik, die die tatsächliche Drehung der Gondel aufnimmt, benötigt. Ein Winkelkodierer gibt dabei Aufschluss über die Elevation des Detektors über der Horizontalen. Eine relative Änderung des Azimutwinkels wird durch Kreuzmagnetometer gemessen, die die Abweichung von einer Sollposition anhand des Erdmagnetfeldes feststellen und direkt an die Steuerelektronik weitergeben. Um die absolute azimutale Ausrichtung des Detektors festzustellen, ist für den Tageszeitraum ein Sonnensensor an Bord, der aus einem rotierenden Spalt mit Photozelle besteht und den Azimutwinkel des Detektors zur Sonne angibt. Für die Bestimmung der Ausrichtung bei Nacht ist die Sternkamera vorgesehen, die Thema dieser Diplomarbeit ist.

Die tragende Struktur der Ballongondel (*s. Abb. 2.1*) ist bereits von den Feinmechanikern der Werkstatt am IAAT fertiggestellt worden. Die Montage der Motoren, eines Teiles der Steuerungselektronik sowie einiger Sensoren ist ebenfalls bereits abgeschlossen.

Weitere Informationen zu Aufbau und Funktionsweise der Ballongondelsteuerung können der ebenfalls am IAAT verfassten Diplomarbeit von René Rexer [Rexer(2004)] entnommen werden.

Kapitel 2

Zielsetzung dieser Diplomarbeit

Zur Bestimmung der azimutalen[1] Ausrichtung des CZT-Detektors an Bord des im vorhergehenden Kapitel vorgestellten ballongetragenen Röntgenexperimentes soll zusätzlich zu den herkömmlichen, zur Ausrichtungskontrolle verwendeten Sensoren (Kreuz- und Regelmagnetometer, Sonnensensor, etc.[2]) eine Sternkamera zum Einsatz kommen.

Der Begriff *Sternkamera* bezeichnet in dieser Arbeit eine CCD-Kamera, die - parallel zum Röntgendetektor montiert - während des Ballonfluges Aufnahmen des Sternenhimmels (im optischen Teil des Spektrums) in Blickrichtung des Detektors erstellt. Miteingeschlossen in diese Begriffsdefinition sei auch die für den Bordrechner der Ballongondel in C++ zu entwickelnde Software, deren Aufgabe es sein wird, die Aufnahmen aus dem Kamera-Speicherchip auszulesen und sogleich auszuwerten. Zur Auswertung werden die markantesten Sterne auf den Aufnahmen mittels eines Kataloges ausgewählter Referenzsterne identifiziert und so die Ausrichtung der Kamera (und damit auch die des Detektors) auf mindestens drei Bogenminuten genau bestimmt. Die Entwicklung dieser Kamera vom Konzept bis zum funktionierenden System ist im ersten Teil dieser Arbeit dokumentiert.

Obwohl die Sternkamera für dieses spezielle Ballonexperiment konzipiert wurde, steht einer Verwendung bei anderen Ballon- bzw. Satellitenexperimenten nichts im Wege. Vor allem die Software, oder auch nur einzelne Module davon, lassen sich ohne umfangreiche Adaption z.B. zur Bestimmung der Ausrichtung von Teleskopen auf der Erde verwenden.

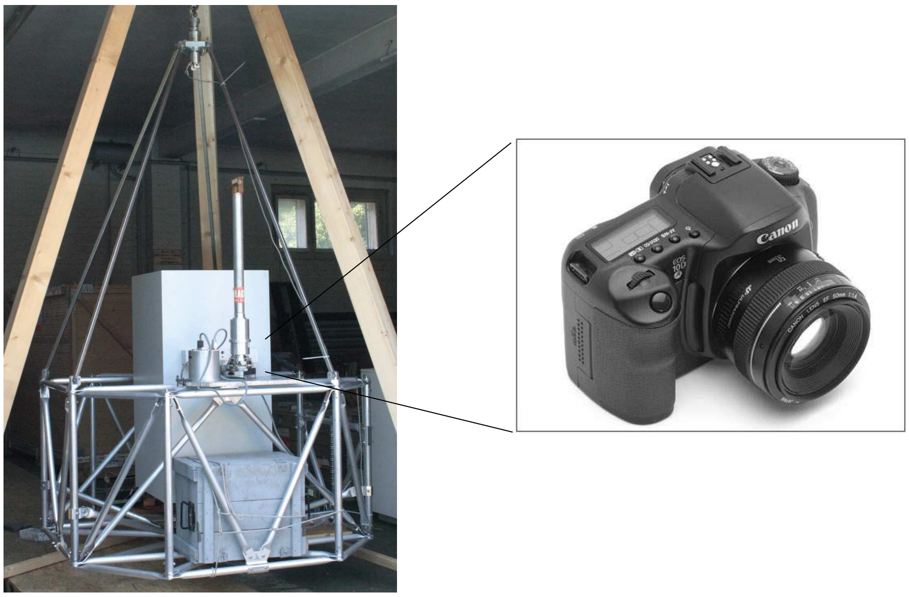


Abbildung 2.1: *Die Ballongondel mit der einsatzbereiten Sternkamera (ohne Gehäuse).*

[1] Zur Erläuterung des Begriffes AZIMUT s. Kap. 4.1.1
[2] vollständige Liste der im Experiment zum Einsatz kommenden Sensoren - s. Kap. 8.1

Der zweite Teil beschäftigt sich mit dem Entwurf einer digitalen Steuerelektronik für die Ballongondel, die als Schnittstelle zwischen dem Bordcomputer und der analogen und digitalen Ballonelektronik agieren soll. Zu ihren Aufgaben gehört unter anderem das Auslesen der Housekeeping-Sensordaten[3] und deren Übermittlung an den Bordcomputer, sowie die Umsetzung der per Telemetrie übertragenen Kommandos wie z.B. das Anfahren neuer Beobachtungsrichtungen mit dem Detektor.

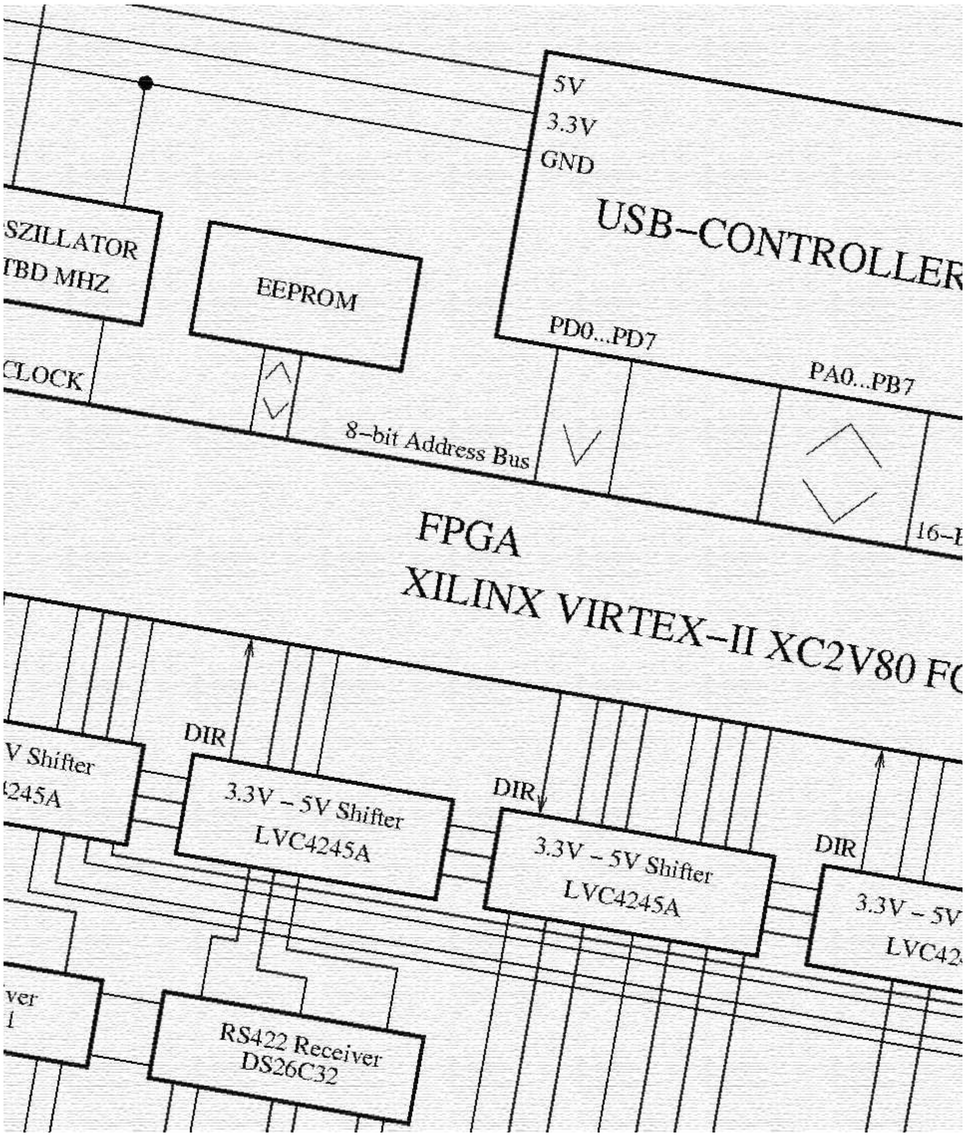


Abbildung 2.2: *Ausschnitt aus dem Layout der digitalen Interface-Karte.*

[3]Messwerte der Temperatur-, Spannungs-, sowie weiterer Sensoren

Teil I

Sternkamera

Kapitel 3

Die Kamera

Die digitale Kamera stellt das zentrale Element der Sternkamera für das Ballonexperiment dar. In diesem Kapitel ist in chronologischer Abfolge das Vorgehen dokumentiert, das von der Aufstellung einer Liste mit Anforderungen bis zu einer für präzise Messungen verwendbaren Kamera-Hardware geführt hat.

3.1 Anforderungen an die Kamera

Für die Auswertung der Aufnahmen während des Fluges direkt nach deren Erstellung ist eine Digitalkamera erforderlich, deren Aufnahme- und Auslesefunktionen sich per Computer steuern lassen. Diese Eigenschaft ist derzeit erstmals auch bei einigen Modellen der gehobenen Preisklasse im Fotofachhandel erhältlicher Spiegelreflex-Digitalkameras zu finden. Die Verwendung einer Kamera dieser Art stellt eine kostengünstige Alternative zur Anfertigung einer Kamera speziell für das Experiment dar. Zudem erfüllt diese neue Generation von Digitalkameras ebenfalls alle für das Experiment notwendigen Anforderungen im Hinblick auf Geschwindigkeit, Präzision und Empfindlichkeit. Auch die Möglichkeit zur Weiterverwendung einer solchen CCD-Kamera nach dem Ballonexperiment im Institutsalltag (z.B. zur Dokumentation von Versuchsaufbauten oder in Kombination mit den Institutsteleskopen) ist auf diese Weise gegeben.

Die Anforderungen im Einzelnen:

- ANSTEUERBARKEIT DURCH COMPUTER (REMOTE CAPTURE):
  Die Möglichkeit zur Kamera-, bzw. Aufnahmesteuerung per Bordcomputer muss vorhanden sein.
- INTERFACE ZUR BALLONGONDEL-HARDWARE:
  Um Kompatibilität zu der im Experiment verwendeten Hardware sowie eine hohe Geschwindigkeit bei der Bildübertragung zum Bordcomputer zu erreichen, sollte ein USB-Anschluss[1] vorhanden sein.
- CCD-AUFLÖSUNG:
  Für die in Kapitel 2 geforderte Mindestgenauigkeit von drei Bogensekunden ist eine hohe Auflösung des Kamera-CCDs erforderlich. Testaufnahmen mit einer Minolta DiMAGE 7i[2] ergaben, dass mit 2560 x 1920 = 4.92 MPixel und einer Objektiv-Brennweite von 50 mm eine Genauigkeit von 0.01 Grad bei der Azimutbestimmung auch unter nicht optimalen Bedingungen (Bewölkung, Streulicht) erreicht werden kann.

Tabelle 3.1: *Technische Daten der Minolta DiMAGE 7i.*

Kameratyp	Digitale Sucherkamera
Brennweite	28 mm - 200 mm
CCD-Typ	4.92 MPixel 2/3” CMOS Sensor
CCD-Abmessungen	16.9 mm x 12.7 mm
Effektive Pixelzahl	2560 Pixel horizontal x 1920 Pixel vertikal

[1] USB - Universal Serial Bus (Serieller Schnittstellen-Standard)
[2] zur Verfügung gestellt von Thomas Schanz zur Bestimmung der notwendigen CCD-Auflösung

- Field of View[3] und Brennweite des Objektivs:
  Für die beabsichtigte Bestimmung des Azimutwinkels sind mindestens jeweils drei der Referenzsterne aus dem Katalog *(s. Kap. 4.2)* auf einer Aufnahme zu detektieren und zu identifizieren. Jeder weitere Stern erhöht die Sicherheit und die Präzision des Ergebnisses. Die bereits erwähnten Ergebnisse der Azimutberechnung wurden mit Aufnahmen erzielt, auf denen jeweils 20 bis 50 Sterne identifiziert wurden, um die Rechenzeitunterschiede für die Identifizierung festzustellen. Detektiert werden konnten jeweils bis zu 200 Quellen pro Aufnahme - eine noch höhere Identifizierungsrate setzt die Geschwindigkeit stark herab. Eine nennenswerte Zunahme der Genauigkeit des Endergebnisses ist dabei jedoch nicht zu beobachten.

  Die Anzahl der Referenzsterne im Bild ist zum einen durch deren Gesamtzahl (und damit durch den verwendeten Sternkatalog), zum anderen durch das Gesichtsfeld der Kamera bestimmt. Um die optimale Brennweite für das Objektiv der Sternkamera zu errechnen, wurde das FOV der DiMAGE 7i mit dem in Abb. 3.2 dargestellten Versuchsaufbau bei verschiedenen Brennweiten vermessen. Anhand des Anteiles des FOV an der gesamten Himmelskugel lässt sich dann die durchschnittliche Anzahl der Referenzsterne pro Aufnahme (unter Annahme einer Gleichverteilung der Sterne am Himmel) berechnen. Diese Annahme ist nicht ganz korrekt, da z.B. innerhalb der Galaktischen Ebene die Sterndichte im Bright Star Catalog ca. viermal größer ist als in der Umgebung der Galaktischen Pole (*s. Abb. 4.10*). Bei Berücksichtigung dieses Umstandes können die Werte aber trotzdem zur Orientierung bei der Brennweitenfestlegung herangezogen werden. Die Ergebnisse dieser Berechnungen sind in Tab. 3.2 dargestellt. Aus dieser Tabelle ist ersichtlich, dass die erforderliche Brennweite für das Objektiv der Sternkamera zwischen 28 mm und 100 mm liegen muss, um eine große Anzahl hellerer Sterne, bzw. auch bei kurzen Belichtungszeiten noch genügend Sterne auf jeder Aufnahme zu erhalten. Allerdings ist eine feststehende Optik (kein Zoom-Objektiv) unabdingbar, da nur bei fester Brennweite die Umrechnung von Pixelabstand in Winkelabstand für zwei Sterne korrekt erfolgen kann.

Tabelle 3.2: *Durchschnittliche Anzahl von Sternen des Bright Star Catalog im FOV der Minolta DiMAGE 7i bei unterschiedlichen Brennweiten. Hervorgehoben sind die für die Erkennung und Identifizierung der Sterne günstigen Bereiche.*

Größenklasse [Magn.]		< 0	< 1	< 2	< 3	< 4	< 5	< 6	< 7
Anzahl im Bright Star Catalog		4	15	48	170	513	1604	5023	9046
Brennweite	FOV	durchschnittliche Anzahl Sterne im FOV							
f = 28 mm	62.83° x 49.22°	0.36	1.34	4.27	**15.14**	**45.68**	**142.82**	447.25	805.46
f = 50 mm	37.57° x 28.65°	0.11	0.41	1.33	4.70	**14.18**	**44.35**	**138.89**	**250.13**
f = 100 mm	19.55° x 14.75°	0.03	0.11	0.34	1.21	3.64	**11.39**	**35.67**	**64.24**
f = 150 mm	15.96° x 12.03°	0.02	0.07	0.23	0.80	2.41	7.54	**23.61**	**42.53**

- Temperaturbereich:
  Die Funktion der Kamera in der Zielhöhe des Ballons bei Temperaturen von ca. -40°C bis -20°C muss gewährleistet sein. Die niederen Temperaturen bergen die Gefahr des Beschlagens, bzw. Vereisens der Kameraoptik, so dass Schutz durch ein isoliertes, eventuell beheiztes Gehäuse vonnöten ist. Allerdings wird durch eine geringe Umgebungstemperatur auch der Dunkelstrom im CCD der Kamera minimiert, was zur Verbesserung der Qualität der Aufnahmen und einer höheren Erfolgsquote der Erkennungssoftware führt (*s. dazu die Temperaturtests in Kap. 3.4.3 und 6*).

- Fokussierbarkeit:
  Die Optik soll leicht defokussierbar sein, so dass die Sterne nicht punktförmig auf einzelne Bildpunkte abgebildet werden, sondern als kleine Scheibchen erscheinen und so eine Berechnung des tatsächlichen Mittelpunktes erlauben, was zu genaueren Sternpositionen auch zwischen den Pixeln[4] führt.

[3] Field of View (FOV) - in der Astronomie häufig verwendete Bezeichnung für das Blickfeld eines Detektors oder einer Kamera
[4] Pixel - Bildpunkt(e) auf einem CCD oder einem digitalen Bild

3.2 Auswahl von Kamera und Objektiv

Die Entscheidung zugunsten des Modells EOS-10D der Firma Canon war leicht zu treffen, da die meisten der zum Entscheidungszeitpunkt im Handel erhältlichen digitalen SLR[5]-Kameras bereits das erste und wichtigste Kriterium aus dem vorhergehenden Abschnitt nicht erfüllen. Canons EOS[6]-Baureihe ist zu diesem Zeitpunkt die einzige digitale Spiegelreflexserie mit der Möglichkeit, den Fotografen komplett durch einen Computer zu ersetzen. Die Steuerung erfolgt - wie auch die Bildübertragung - per USB-Schnittstelle vom, bzw. zum Bordcomputer. Ausschlaggebend für die Wahl war auch die Tatsache, dass die Firma Canon für Software-Entwickler in einem SDK[7] Befehlsbibliotheken zur Ansteuerung der EOS-Kameras bereithält. Die EOS-10D hat ein robustes Gehäuse, ist relativ kompakt und zeichnet sich durch eine geringe Leistungsaufnahme aus. Ihre CCD-Eigenschaften (Auflösung, Empfindlichkeit, etc.), sowie die Konfigurierbarkeit der Aufnahmeparameter übertreffen die der in den ersten Tests verwendeten Minolta DiMAGE 7i bei weitem. Ein weiterer Vorteil ist die Vielzahl an im Fotofachhandel erhältlichem Zubehör wie z.B. Objektiven und Filtern, aus denen für eine Spiegelreflexkamera ausgewählt werden kann. Gerade diese Flexibilität erlaubt eine Nutzung der Kamera im Institut weit über das Ballonexperiment hinaus. Einzig der angegebene Temperaturbereich ist für das Ballonexperiment nicht ausreichend, so dass ein isoliertes Vakuumgehäuse für die Kamera angefertigt werden muss.

Als Objektiv für die Sternkamera wurde das Rolleinar-MC 55 mm f/1.4 ausgewählt. Es hat eine feste Brennweite von 55 mm, wobei durch die Tatsache, dass das Kamera-CCD der EOS-10D kleiner ist als das Kleinbildformat[8], eine Brennweitenverlängerung um den sogenannten 'CROPPING'-FAKTOR zu berücksichtigen ist. Dieser errechnet sich bei der EOS-10D zu 1.6, so dass bei der verwendeten Kamera-Objektiv-Kombination eine effektive Brennweite von 88 mm vorliegt. Das Objektiv zeichnet sich durch eine hohe Lichtstärke (Öffnungsverhältnis 1 : 1.4) und nahezu verzeichnungsfreie Abbildungseigenschaften aus, die es geradezu für seine Verwendung als Objektiv einer Sternkamera prädestinieren.

Abbildung 3.1: *Die für die Sternkamera verwendete Canon EOS-10D (Grafik von Canon Deutschland) und das Objektiv Rolleinar-MC 55 mm f/1.4.*

[5]SLR - Single Lens Reflex (dt.: Spiegelreflex)
[6]EOS - Electro-Optical System
[7]SDK - Software Development Kit
[8]am weitesten verbreitetes Film-/Fotoformat in der Amateurfotografie (24 mm x 36 mm)

3.3 Technische Daten der Kamera

In diesem Abschnitt sind die - für das Ballonexperiment relevanten - technischen Daten der Sternkamera in Gruppen gegliedert im Detail wiedergegeben.

Daten der Kamera

Tabelle 3.3: *Technische Daten der Kamera.*

Hersteller	Canon
Modell	EOS-10D
Kameratyp	Digitale Spiegelreflexkamera
Abmessungen (B x H x T)	149.7 mm x 107.5 mm x 75.0 mm
Gewicht	790 g
Gewährleisteter Temperaturbereich	0°C - 40°C
Stromversorgung	Netzteilgarnitur ACK-E2 mit 7.8 V

Daten des Kamera-CCDs

Tabelle 3.4: *Technische Daten des Kamera-CCDs.*

CCD-Typ	6,3 MPixel Single-Plate CMOS Sensor
Abmessungen	22.7 mm x 15.1 mm
Effektive Pixelzahl	3088 Pixel horizontal x 2056 Pixel vertikal
Seitenverhältnis	3:2
Pixelgröße	7.4 μm x 7.4 μm
'Cropping'-Faktor	1.6

Daten des Objektivs

Tabelle 3.5: *Technische Daten des Objektivs.*

Objektiv-Name	Rolleinar-MC 55 mm f/1.4
Objektiv-Typ	Normalobjektiv, manueller Focus
Brennweite	55 mm
Öffnungsverhältnis	f:1.4
Anzahl Linsen / Glieder	7 / 5
Abmessungen (Durchm. x L)	61,5 mm x 54,0 mm
Gewicht	270 g

Selektierte Kameraeinstellungen

Tabelle 3.6: *Die bei den Aufnahmen verwendeten Kameraeinstellungen.*

Eigenschaft	Einstellbereich	verw. Einstellung
Belichtungszeit	30 s - 1/4000 s	variabel
Blende	1.4 - 16	1.4
ISO-Wert	100 - 1600	800
Bildauflösung	3072 Pixel x 2048 Pixel	3072 Pixel x 2048 Pixel
Bildqualität	normal / fein	normal
Farbtemperatur	100 K - 10.000 K	5200 K

3.4 Photometrische Tests

Um die Canon EOS-10D als Sternkamera einsetzen zu können, mussten neben den vom Hersteller angegebenen technischen Daten noch weitere Kennzahlen des Kamera-Objektiv-Verbundes gemessen, sowie das Verhalten der Kamera und des CCDs bei Temperaturen unter 0°C überprüft werden.

3.4.1 Vermessen der Abbildungseigenschaften

Die Identifizierung der Sterne ist in der Software der Sternkamera als Mustererkennungsalgorithmus realisiert. Hierzu werden die Abstände von jeweils zwei der auf der Aufnahme detektierten Quellen in Einheiten von CCD-Pixeln berechnet. Diese Werte werden in Winkelabstände am Himmel umgerechnet, mit den Abstandswerten der Sterne aus dem Sternkatalog verglichen und Übereinstimmungen gesucht (*s. Kap. 5.5*). Für diese Umrechnung ist die Kenntnis der sogenannten *Abbildungsfunktion* von Kamera und Objektiv nötig, die nach der hier beschriebenen Vorgehensweise vermessen wurde.

3.4.1.1 Versuchsaufbau und Messgrößen

Um die Abbildungseigenschaften von Kamera und Objektiv zu dokumentieren, wurde ein Aufbau wie in Abbildung 3.2 dargestellt gewählt. Ein Blatt Millimeterpapier des Formates DIN A1 ist im Abstand von 1.25 Metern vor der Kamera befestigt. Der Bildmittelpunkt einer Aufnahme und der Mittelpunkt des Millimeterpapiers müssen dabei zusammenfallen. Des Weiteren ist erforderlich, dass die Linien auf dem Papier parallel zu den CCD-Zeilen und Spalten verlaufen. Bei intensiver Beleuchtung wurden dann mehrere Aufnahmen erstellt, zum Computer übertragen und dort ausgewertet.

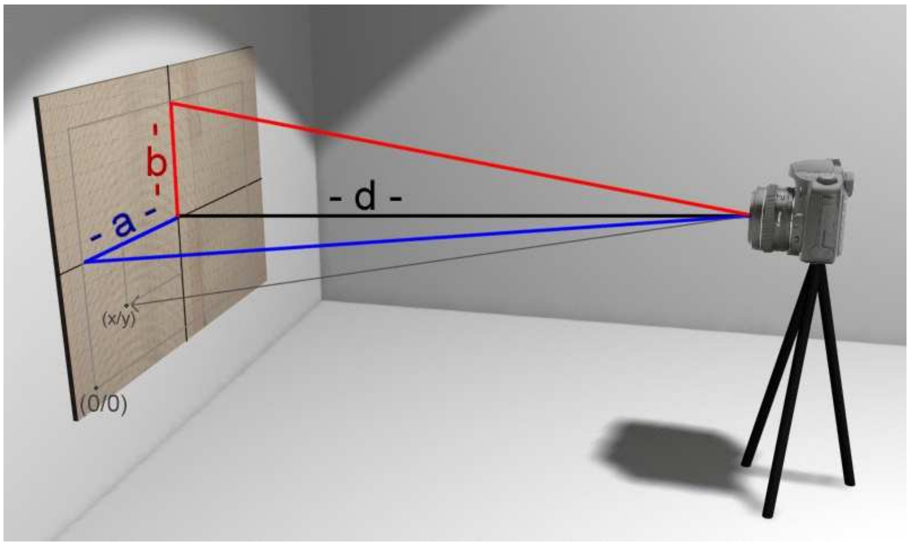


Abbildung 3.2: *Versuchsaufbau zur Bestimmung der Abbildungsfunktion.*

Dabei wurde die Anzahl der in der Aufnahme abgebildeten Millimeterlinien (sowohl horizontal als auch vertikal) ermittelt, also die doppelten Längen der Strecken *a* und *b* in Abb. 3.2 gemessen. Zusammen mit dem Abstand *d* der Kamera zur Wand und der Auflösung der Aufnahmen von *Xres*, bzw. *Yres* Pixel lässt sich nun jeder Punkt auf dem Millimeterpapier und entsprechend jeder Bildpunkt der Aufnahme als Raumvektor (ausgehend von der Kamera) beschreiben. Es entspricht dabei:

$$\text{Pixel (x,y)} \equiv \begin{pmatrix} \left(x - \frac{\text{Xres}}{2}\right) \cdot \frac{2 \cdot \text{a}}{\text{Xres}} \\ \left(y - \frac{\text{Yres}}{2}\right) \cdot \frac{2 \cdot \text{b}}{\text{Yres}} \\ \text{d} \end{pmatrix} \tag{3.1}$$

3.4.1.2 Ergebnisse

Der Winkelabstand, den zwei Objekte auf einer Aufnahme tatsächlich am Himmel haben, ist durch den Winkel zwischen den beiden (den Positionen auf der Aufnahme nach Gleichung 3.1 entsprechenden) Vektoren der Objekte gegeben:

$$\alpha = \arccos\left(\frac{\begin{pmatrix} 2\cdot\frac{x_1\cdot a}{Xres} - a \\ 2\cdot\frac{y_1\cdot b}{Yres} - b \\ d \end{pmatrix} \cdot \begin{pmatrix} 2\cdot\frac{x_2\cdot a}{Xres} - a \\ 2\cdot\frac{y_2\cdot b}{Yres} - b \\ d \end{pmatrix}}{\left|\begin{pmatrix} 2\cdot\frac{x_1\cdot a}{Xres} - a \\ 2\cdot\frac{y_1\cdot b}{Yres} - b \\ d \end{pmatrix}\right| \cdot \left|\begin{pmatrix} 2\cdot\frac{x_2\cdot a}{Xres} - a \\ 2\cdot\frac{y_2\cdot b}{Yres} - b \\ d \end{pmatrix}\right|}\right) \tag{3.2}$$

Die mit der Kamera-Objektiv-Kombination hierzu gemessenen Werte (*s. Abb. 3.2*):

Xres = 3072 Pixel	a = $0.2850 \pm 5\cdot10^{-4}$ m	d = $1.465 \pm 5\cdot10^{-3}$ m
Yres = 2048 Pixel	b = $0.1900 \pm 5\cdot10^{-4}$ m	

Formel 3.2 wird mit diesen Werten von der Software zur Quellenidentifizierung (*s. Kap. 5.5*) verwendet.

3.4.2 Auswahl der Belichtungszeit

Der Erfolg der Quellenerkennung und -identifizierung hängt empfindlich vom Zusammenspiel dreier Parameter ab: von der Belichtungszeit einer Aufnahme, vom gewählten Schwellenwert der signal-to-noise-ratio *(s. Kap. 5.3)*, bei dem eine Quelle noch als solche erkannt wird, und schließlich von der unteren Helligkeitsgrenze der Referenzsterne im Katalog *(s. Kap. 4.2)*. Sind diese drei Werte nicht ausreichend aufeinander abgestimmt, so kann das Muster, welches die Quellen auf der Aufnahme bilden, nicht mit Sternkonstellationen im Katalog in Einklang gebracht und somit der gesuchte Azimutwinkel der Detektorausrichtung nicht gefunden werden.

Um die für die vorgesehene Detektion von Quellen bis zur 5. Größenordnung notwendige Belichtungszeit zu bestimmen, wurden in einer klaren, mondlosen Nacht auf dem Roßberg bei Mössingen eine Reihe von Aufnahmen erstellt. Dabei wurden jeweils die Belichtungszeit, Aufnahmeposition und -zeitpunkt, sowie die ungefähre Richtung jeder Aufnahme festgehalten.

Mit Hilfe der in Kap. 4.3.7 beschriebenen Simulationssoftware STARS konnten dann Aufnahmen mit denselben Parametern und Sternen bis zur 5. Größenordnung aus dem Bright Star Catalog simuliert und die Anzahl der Referenzsterne in jedem Bild berechnet werden (*vgl. Kap. 4*). Ein Vergleich dieser Anzahlen mit der Zahl der jeweils in den Aufnahmen detektierten Quellen (*s. Abb. 3.3 und 3.4*) zeigte die beste Übereinstimmung bei Belichtungszeiten von einer Sekunde und ermöglichte dann die Feinabstimmung der Parameter zur Quellenerkennung.

3.4.3 ISO-Empfindlichkeit und Dunkelstromrauschen

Handelsübliche chemische Filme sind in verschiedenen Empfindlichkeiten für unterschiedliche Anforderungen erhältlich. Je niedriger die Empfindlichkeit (ASA oder ISO[9]), desto feiner ist die Körnigkeit des Filmes, aber umso mehr Licht ist für Aufnahmen nötig. Auch digitale Kameras verwenden eine ISO-Einstellung, die die Verstärkung des CCD-Signales angibt. Ein Verdoppeln des eingestellten Wertes halbiert die notwendige Belichtungszeit. Beim Erhöhen des ISO-Wertes wird die Information auf dem CCD verstärkt und damit auch das Rauschen auf den Aufnahmen.

3.4.3.1 Messaufbau

In Zusammenarbeit mit Nikola Strah, einem Physikstudenten der Universität Zagreb, Kroatien wurde die Kamera in der Klimakammer des Institutes diversen Tests bei unterschiedlichen Temperaturen unterzogen. Dabei wurde die Kamera bereits von einem Laptop aus via USB-Kabel in der Klimakammer ferngesteuert.

[9] American Standards Association - Filmempfindlichkeits-Standard, wurde inzwischen von ISO (International Standards Organization) abgelöst.

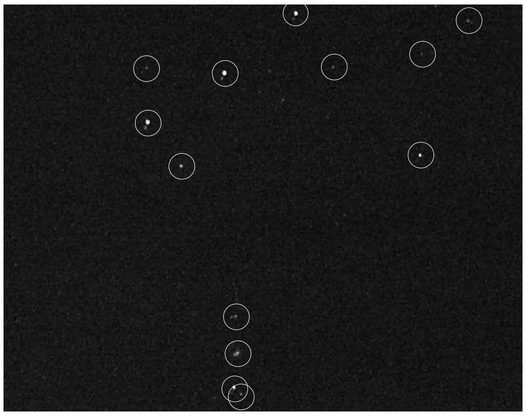


Abbildung 3.3: *Ausschnitt einer Aufnahme, die mit der EOS-10D erstellt wurde. Erkannte Quellen sind eingekreist.*

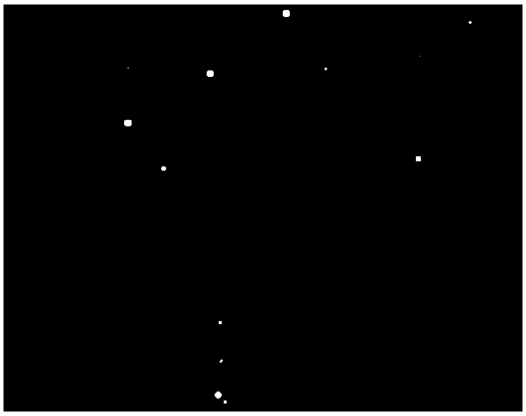


Abbildung 3.4: *Ausschnitt einer simulierten Aufnahme (s. Kap. 4.3.7) mit denselben Parametern und Referenzsternen bis zur 5. Größenordnung.*

Die Temperatur der Kamera ließ sich zusätzlich zu den Anzeigen der Steuertafel der Kammer noch mit einem direkt am Kameragehäuse angebrachten PT-100-Element[10] überwachen. Ziel des Versuches war es, die Auswirkungen verschiedener Temperaturen auf die Eigenschaften der Kamera, speziell die Funktion des Verschlusses und das Dunkelstromrauschen des CCDs zu dokumentieren.

3.4.3.2 Dunkelstromrauschen

Konkret wurden bei Temperaturen der Kamera von 20°C, 10°C, 0°C und -10°C jeweils Aufnahmen mit unterschiedlich langen Belichtungszeiten und verschiedenen ISO-Werten bei geschlossener Objektivabdeckung gemacht. Die Auswertung der Aufnahmen fand anhand von Histogrammen statt, die das Rauschen in verschiedenen Energiebereichen quantisierten. Zu erkennen ist einerseits, dass das Rauschen in den höheren Energiebereichen mit fallender Temperatur fast ganz verschwindet, andererseits aber allen Aufnahmen ein konstantes, sogenanntes *Ausleserauschen* gemeinsam ist. Der Informationsgehalt der zahlreichen, im Rahmen der Tests erstellten Histogramme geht weit über das hier Darstellbare hinaus, eine rein qualitative Übersicht ist in Tab. 3.7 und den Abbildungen 3.5 bis 3.7 gegeben.

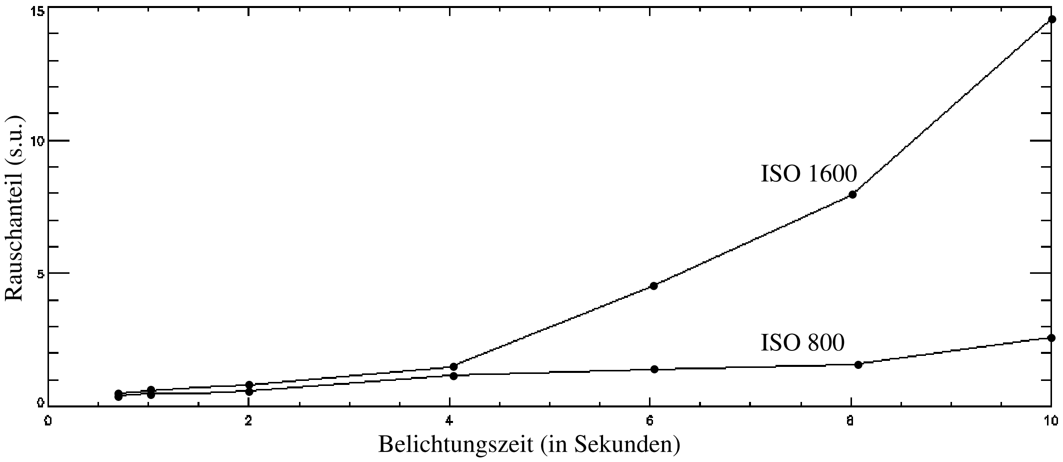


Abbildung 3.5: *In dieser Grafik ist der Rauschanteil (normiert auf die Aufnahme bei 20°C, mit 30s Belichtungszeit und ISO 1600 (100% s. Tab. 3.7)) bei einer konstanten Temperatur von 20°C für verschiedene Belichtungszeiten aufgetragen.*

Auffällig ist das relativ lineare Verhalten des Rauschanteiles über den gesamten untersuchten Temperaturbereich (Abb. 3.6). Im Gegensatz dazu steht ein exponentieller Anstieg bei zunehmender Belichtungszeit

[10] PT-100: Messwiderstand mit linearem Temperaturverhalten und einem Widerstand von 100 Ohm bei 0° C

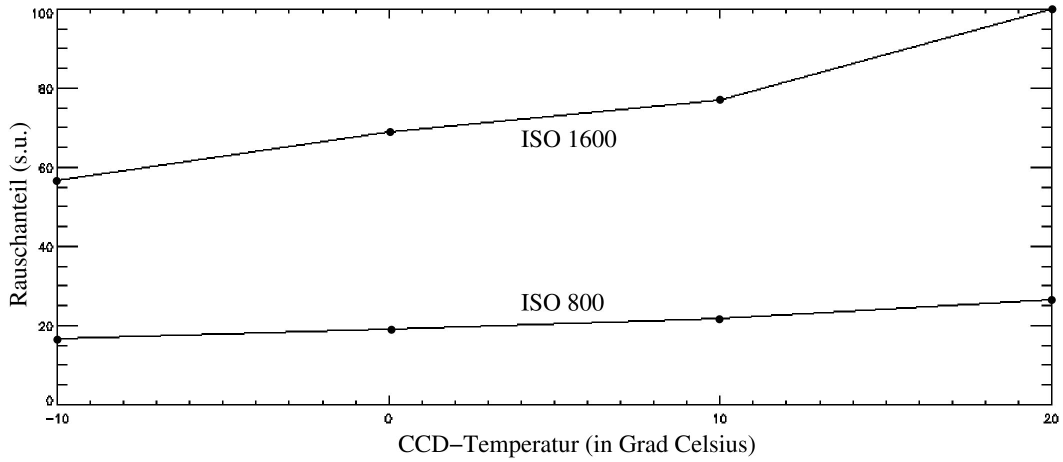


Abbildung 3.6: *Hier ist die Auswirkung unterschiedlicher CCD-Temperaturen auf den Rauschanteil (normiert auf die Aufnahme bei 20°C, mit 30 s Belichtungszeit und ISO 1600 (100% s. Tab. 3.7)) bei konstant gehaltener Belichtungszeit von 30 s dargestellt.*

Tabelle 3.7: *Dunkelstrom-Rauschen bei verschiedenen Aufnahmeparametern (Angaben in Prozent des Rauschens auf der Aufnahme bei 20°C, mit 30 s Belichtungszeit und ISO 1600).*

Temp. / Tv	1 s	2 s	4 s	6 s	10 s	15 s	30 s
ISO 800							
20 °C	0.4	0.5	1.1	1.6	2.6	6.1	26.6
10 °C	0.4	0.5	0.6	0.7	1.7	5.4	21.8
0 °C	0.1	0.3	0.5	0.8	2.0	4.9	19.2
−10 °C	0.1	0.1	0.1	0.6	1.9	3.8	16.7
ISO 1600							
20 °C	0.7	0.8	1.5	4.5	14.6	27.4	100.0
10 °C	0.5	0.7	1.8	3.0	12.3	27.6	77.1
0 °C	0.4	0.6	1.3	2.6	10.8	22.2	69.0
−10 °C	0.3	0.4	1.5	2.2	9.5	17.6	56.7

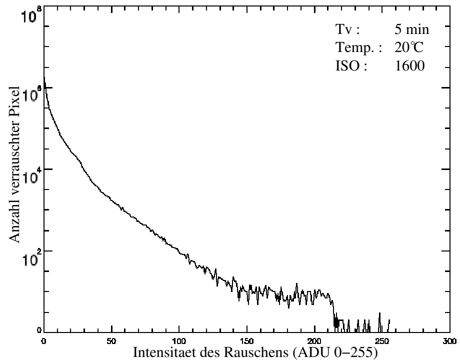


Abbildung 3.7: *Histogramm einer Aufnahme: Anzahl Pixel (logarithmisch) mit gleicher Intensität des Rauschens.*

(Abb. 3.5). Dieses Verhalten mag auf den ersten Blick verwundern, da man gerade hier einen linearen Verlauf erwartet. Die Erklärung dafür ist aber offensichtlich, wenn man (anhand von Abb. 3.7) betrachtet, wie der Rauschanteil berechnet wird. Hierzu wird das Integral über die Werte von 25 bis 255 im Histogramm einer Aufnahme gebildet, was der Anzahl der Pixel entspricht, die so verrauscht sind, daß sie als Quelle missinterpretiert werden könnten. Mit steigender Belichtungszeit nimmt das Rauschen pro Pixel wie erwartet linear zu. Der *Rauschanteil* gibt aber die Anzahl der Pixel mit einem Rauschen oberhalb des Schwellenwertes an - und diese wächst exponentiell mit der Belichtungszeit an.

3.4.3.3 Verschlussmechanik

Eine Beeinträchtigung der Verschlussmechanik ließ sich auch bei den tiefsten im Versuch erreichten Temperaturen von ca. −20°C nicht beobachten. Hingegen war der Lithium-Ionen-Akku der Kamera bei dieser Temperatur schon nach nur wenigen Aufnahmen erschöpft.

Kapitel 4

Der Sternkatalog

Dieses Kapitel widmet sich der Auswahl und den Eigenschaften des Sternkataloges, in welchem die für die Identifizierung der Sterne auf den Aufnahmen der Kamera notwendigen Referenzsterne mit Angaben über ihre Koordinaten und Helligkeiten verzeichnet sind. Des Weiteren werden die zum Verständnis des Kataloges und der Vorgehensweise der Identifizierungssoftware nötigen Grundlagen der Astronomie, basierend auf den Standardwerken von Karttunen, Voigt und Winnenburg (*s. Literaturangaben im Anhang*), erläutert.

4.1 Koordinatensysteme und Zeitangaben in der Astronomie

4.1.1 Koordinatensysteme der Astronomie

Die Wahl des Koordinatensystems spielt in der Physik bei der Beschreibung und Lösung von Problemen oft eine entscheidende Rolle. Je nach Geometrie der Aufgabe ist es von großer Bedeutung für Verständnis und Rechenaufwand, ob kartesische, Kugel- oder Zylinderkoordinaten verwendet werden, wo der Ursprung des Systems liegt, wie die Achsen orientiert sind und ob mit transversal bewegten oder rotierenden Systemen gearbeitet wird.

Für Standardaufgaben in der Astronomie sind vier Koordinatensysteme gebräuchlich, um die Position von Objekten am Himmel zu beschreiben [Karttunen et al.(2003)]. Von diesen sollen zwei - das BEWEGLICHE ÄQUATORSYSTEM und das HORIZONTSYSTEM - im Folgenden noch einmal erläutert werden, da sie für die Azimut-Bestimmung mit der Sternkamera von zentraler Bedeutung sind. Weiterhin sind mehrere Transformationen zwischen diesen Systemen notwendig, auf die weiter unten noch im Detail eingegangen wird.

4.1.1.1 Das Horizontsystem

In der unendlichen Verlängerung der Verbindungslinie Erdmittelpunkt (M) - Beobachter (B) liegt der ZENIT des Beobachters (*der Punkt, der sich genau senkrecht über dem Beobachter am Himmel befindet*). Orthogonal zu dieser Verbindungslinie und in B die Erdkugel tangierend liegt die Horizontebene Hz_0.
Die Position eines Objektes am Himmel lässt sich nun durch zwei Winkel wiedergeben. Der sogenannte AZIMUT (Az) beschreibt die Richtung des Objektes und wird auf der Ebene Hz_0 von Süden über Westen, Norden, Osten von $0°$ bis $360°$ gemessen. Die HÖHE (H oder oft auch El für Elevation) gibt den Winkel zwischen Objekt und der Horizontebene an, von $0°$ bis $+90°$ über dem Horizont, darunter von $0°$ bis $-90°$ (*s. Abb. 4.1 und 4.2*).

Das HORIZONTSYSTEM ist von den in der Astronomie gebräuchlichen Systemen das intuitivste und damit auch das am einfachsten zu verstehende Koordinatensystem. In einigen Fällen wird anstatt der HÖHE auch die ZENITDISTANZ $z = 90° - \text{HÖHE}$ als zweite Koordinate angegeben. Für einige Transformationen zwischen Koordinatensystemen ist es einfacher, die Koordinaten in Bezug auf den WAHREN HORIZONT Hz_1 (*geozentrische Betrachtung*), der parallel zu Hz_0 liegt und durch M verläuft, anzugeben, anstatt wie oben auf den sogenannten SCHEINBAREN HORIZONT Hz_0 (*topozentrische Betrachtung*) bezogen. Diese Verschiebung des Koordinatenursprungs hat nur bei der Betrachtung von nahegelegenen Objekten (innerhalb des Sonnensystems) Auswirkungen auf die Koordinaten. Für die nächsten Sterne ist der dadurch entstehende Winkelunterschied schon weit unterhalb der Messbarkeitsgrenze und somit vernachlässigbar.

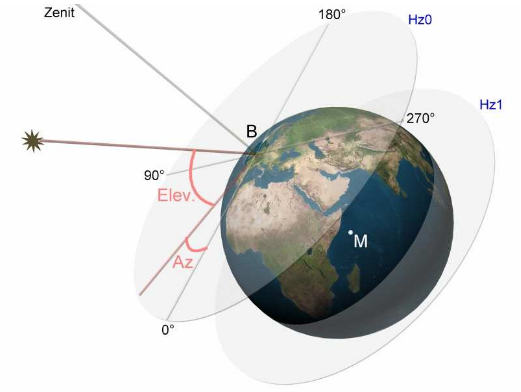


Abbildung 4.1: *Das Horizontsystem.*

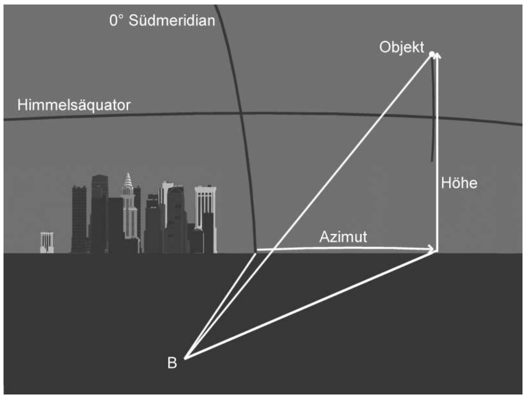


Abbildung 4.2: *Koordinaten im Horizontsystem.*

4.1.1.2 Das Äquatorsystem

Um ein von der Position des Beobachters unabhängiges Koordinatensystem zu schaffen, wie es z.B. für die Katalogisierung von Sternpositionen notwendig ist, wird als Bezugsebene die senkrecht zur Erdachse liegende und durch den Erdmittelpunkt verlaufende Äquatorebene verwendet. Der auf die Himmelskugel projizierte Äquator der Erde wird HIMMELSÄQUATOR genannt. Die eine der beiden Koordinaten im Äquatorsystem ist die DEKLINATION δ. Sie gibt den Winkelabstand eines Sterns zur Äquatorebene (-90° bis +90°) an. Die andere Koordinate - die REKTASZENSION α - beschreibt die Richtung zum Stern, gemessen (0° bis 360°) im Gegenuhrzeigersinn auf der Äquatorebene im Bezug auf das sogenannte Frühlingsäquinoktium - oft auch FRÜHLINGSPUNKT genannt.
Dieser Frühlingspunkt ist der aufsteigende[1] Schnittpunkt der EKLIPTIK[2] mit dem Himmelsäquator. Seine Koordinaten sind somit α = 0°, δ =0°. Er befand sich zum Zeitpunkt seiner Benennung im Sternbild Widder und wird daher oft mit dem Tierkreiszeichen des Widders als ♈ gekennzeichnet (*s. Abb. 4.5*).

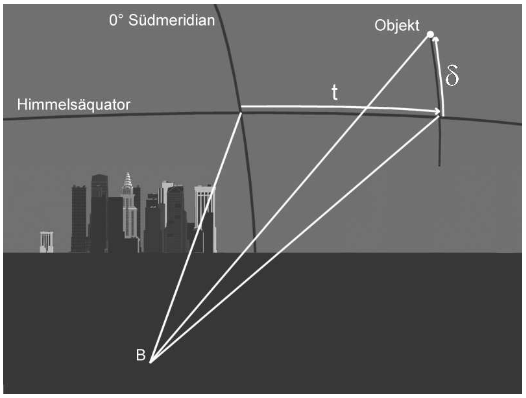


Abbildung 4.3: *Koordinaten im festen Äquatorsystem.*

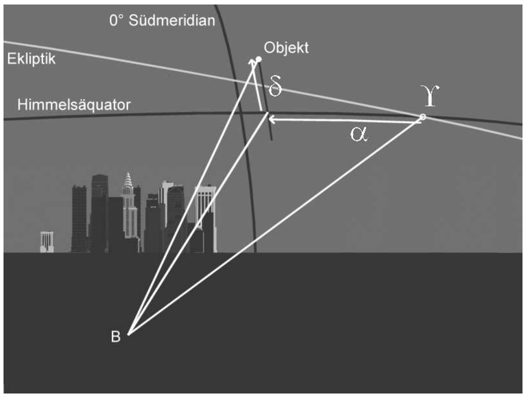


Abbildung 4.4: *Koordinaten im beweglichen Äquatorsystem.*

Der Frühlingspunkt als Nullpunkt für die Rektaszension wandert wie alle Sterne mit der täglichen Rotation der Erde über den Himmel - daher rührt die Bezeichnung *bewegliches* Äquatorsystem. Um die Position eines Objektes am Himmel aufzufinden, wenn α und δ bekannt sind, muss dazu allerdings noch die Position des Frühlingspunktes am Himmel bekannt sein. Daher wird für Beobachtungen mit Teleskopen häufig das sog. *feste* Äquatorsystem verwendet, bei dem die DEKLINATION genau wie beim beweglichen System den Winkel zwischen Äquatorebene und Stern angibt. Die zweite Koordinate ist hier jedoch der STUNDENWINKEL t, der zwar auch auf der Äquatorebene, jedoch vom SÜDMERIDIAN aus im Uhrzeigersinn von 0h bis 24h gemessen wird. Der Südmeridian verläuft vom Himmelsnordpol über den Zenit des Beobachters

[1] Zu Frühlingsbeginn bewegt sich die Sonne scheinbar über den Himmelsäquator von der südlichen zur nördlichen Hemisphäre
[2] Bahn der Erde um die Sonne im Verlauf eines Jahres

zum Himmelssüdpol, gibt also die Südrichtung am Beobachtungsort mit Bezug auf die Pole der Erdachse (im Gegensatz zu den magnetischen Polen) an.

Der Stundenwinkel eines Objektes ist also nicht konstant, sondern wächst mit der Erdrotation im Verlaufe eines Tages. Der Stundenwinkel des Frühlingspunktes wird auch als STERNZEIT Θ bezeichnet. Für ein beliebiges Objekt mit den Koordinaten (α, δ) bzw. (t, δ) gilt:

$$\Theta = t + \alpha \cdot \frac{24h}{360°} \tag{4.1}$$

Diese Beziehung kann anhand der Abbildungen 4.3 und 4.4 nachvollzogen werden.

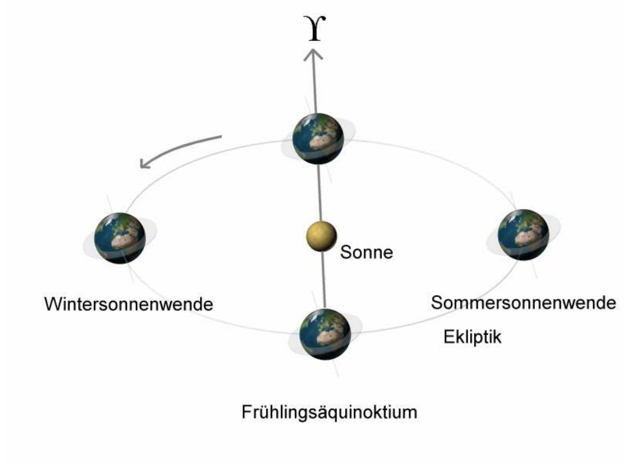


Abbildung 4.5: *Der Frühlingspunkt.*

4.1.1.3 Das Ekliptikale System und die Galaktischen Koordinaten

Diese beiden Systeme sollen hier nur noch der Vollständigkeit halber und für ein umfassenderes Verständnis von Koordinatensystemen erwähnt werden. Für Berechnungen innerhalb unseres Sonnensystems wird das EKLIPTIKALE SYSTEM verwendet. Als EKLIPTIKALE BREITE β (-90° bis +90°) wird die Höhe des Objekts über bzw. unter der Ekliptikebene bezeichnet. Die EKLIPTIKALE LÄNGE λ (0° bis 360°) wird ausgehend vom Frühlingspunkt im Gegenuhrzeigersinn angegeben. Je nach Problemstellung ist es günstig, β und λ nicht von der Sonne aus (*heliozentrisch*), sondern mit der Erde als Koordinatenursprung zu messen (*geozentrisch*). Diese Verschiebung darf allerdings selbst bei weiter entfernten Objekten nicht ohne Weiteres vernachlässigt werden.

Die Bezugsebene für die GALAKTISCHEN KOORDINATEN ist die Milchstraßenebene. In dieser liegt in guter Näherung auch die Sonne, die daher als Ursprung des Systems verwendet werden kann. Die galaktische Länge l (0° bis 360°) wird vom GALAKTISCHEN ZENTRUM ausgehend im Gegenuhrzeigersinn gemessen. Die GALAKTISCHE BREITE b (-90° bis 90°) gibt den Winkelabstand zum Objekt über oder unter der Ebene an.

4.1.1.4 Veränderungen in den Koordinatensystemen

Die Rotationsachse der Erde ist nicht fest in ihrer Ausrichtung, sondern unterliegt Kreiselkräften, so dass sich die hier vorgestellten Koordinatensysteme im Laufe der Zeit verändern. Diesen Effekten (PRÄZESSION und NUTATION) muss bei der Angabe von Koordinaten in Sternkatalogen und bei der Transformation zwischen den Koordinatensystemen (*s. Kap. 4.3.2*) Rechnung getragen werden.
Auch die Bewegung der Erde auf ihrer Bahn um die Sonne verursacht eine Positionsänderung der Sterne (PARALLAXE). Diese ist umso größer, je kleiner die Entfernung zwischen Beobachter und Objekt ist. Die Position des der Sonne nächstgelegenen Sterns ist von gegenüberliegenden Punkten der Erdbahn aus betrachtet um 0,76” verschoben [Winnenburg(1991)]. Weitere Effekte werden explizit ebenfalls in Kap. 4.3.2 behandelt.

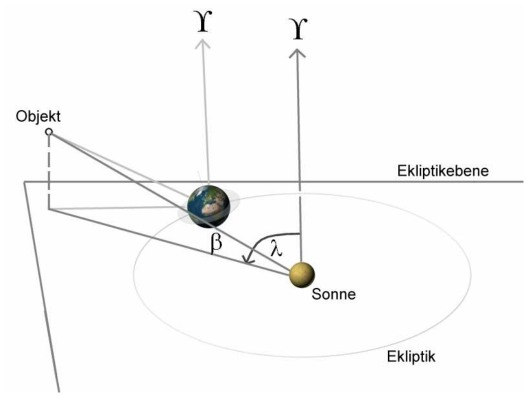


Abbildung 4.6: *Das Ekliptikale System.*

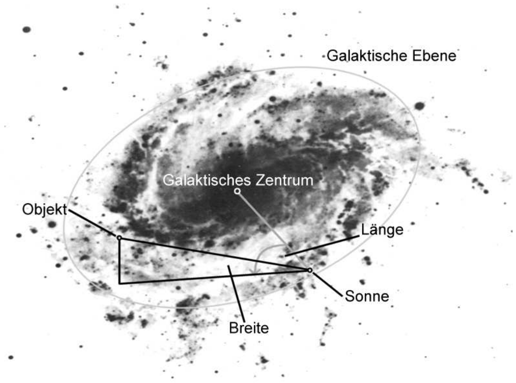


Abbildung 4.7: *Galaktische Koordinaten.*

4.1.2 Zeitangaben der Astronomie

Von alters her sind Zeitangaben im täglichen Leben und in der Astronomie an die Bewegungen der Himmelskörper gekoppelt. Deren gleichmäßige und auch über längere Zeitspannen scheinbar konstante Bewegung am Himmel, die für alle Beobachter auf der Erde gleich abläuft, wird seit Jahrtausenden bis in die Gegenwart dazu verwendet, Zeiteinheiten wie Stunde, Tag, Monat und Jahr zu definieren. Um allerdings die heutigen, präzisen Messungen beschreiben zu können, müssen zunächst einige Begriffe genauer definiert werden.

4.1.2.1 Sterntag und Sternzeit

Der Begriff STERNZEIT wurde schon in Kap. 4.1.1.2 als Stundenwinkel des Frühlingspunktes definiert. Als STERNTAG wird das Zeitintervall zwischen zwei sog. (oberen) KULMINATIONEN, d.h. Nulldurchgängen des Stundenwinkels des Frühlingspunktes bezeichnet. Diese Einheit eignet sich gut für astronomische Zwecke, da nach einem Sterntag die Sterne wieder an derselben Position stehen wie zuvor. Der Sterntag ist zudem äußerst konstant, seine Dauer wird nur von der Veränderung der Rotationsachse der Erde beeinflusst.

4.1.2.2 Sonnentag und Sonnenzeit

Als WAHRE SONNENZEIT wird der Stundenwinkel der Sonne bezeichnet. Jedoch sind die Intervalle zwischen zwei Kulminationen aus zwei Gründen nicht identisch. Zum einen ist die Erdbahn eine Ellipse und die Geschwindigkeit der Erde auf der Erdbahn somit nach dem zweiten Keplerschen Gesetz im PERIHEL größer als im APHEL[3]. Zum anderen wandert die Sonne scheinbar auf der Ekliptik, während der Stundenwinkel längs des Himmelsäquators gemessen wird, der gegen die Ekliptik geneigt ist.

Um dennoch einen KONSTANTEN SONNENTAG definieren zu können, verwendet man eine *fiktive* Sonne, die sich gleichförmig auf dem Himmelsäquator bewegt. Ihr Stundenwinkel wird MITTLERE SONNENZEIT genannt und das Zeitintervall zwischen zwei Nulldurchgängen nennt man einen Sonnentag oder auch SYNODISCHEN TAG. Diese Zeiteinheit wird auch im Alltag verwendet. Die Differenz zwischen wahrer und mittlerer Sonnenzeit bezeichnet man traditionell als ZEITGLEICHUNG: $Ztgl. = T - T_{mittl}$. Diese Abweichung ist in Abb. 4.9 dargestellt und muss z.B. beim Ablesen von Sonnenuhren (die ja die wahre Sonnenzeit anzeigen) noch berücksichtigt werden. Der Sonnentag ist länger als der Sterntag, da sich die Erde bis zur Kulmination der Sonne noch um ca. $1°$ weiter drehen muss als bis zur Kulmination des Frühlingspunktes (*s. Abb. 4.8*).

Bei der Sonnenzeit handelt es sich (wie bei der Sternzeit auch) um eine Ortszeitangabe, so dass alle Orte auf einem bestimmten Breitengrad ihre eigene mittlere Sonnenzeit haben. Um die daraus resultierenden Probleme zu minimieren wurden Ende des 19. Jahrhunderts jeweils 15 Längengrade zu einer ZEITZONE zusammengefasst. Die Zeitzonen sind bei der Transformation zwischen Koordinatensystemen eine triviale, aber häufige Fehlerquelle, genau wie die Tatsache, dass einige Länder eine Sommerzeitumstellung haben.

[3] sonnennächster und sonnenfernster Punkt der Erdumlaufbahn

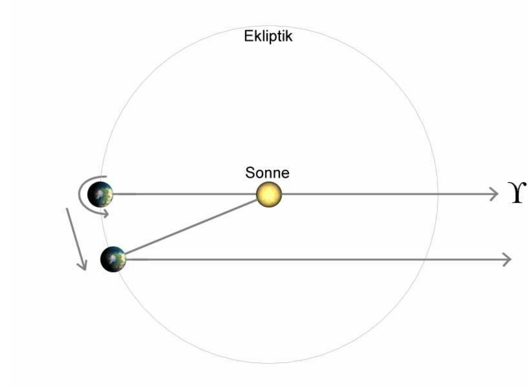


Abbildung 4.8: *Sterntag und Sonnentag.*

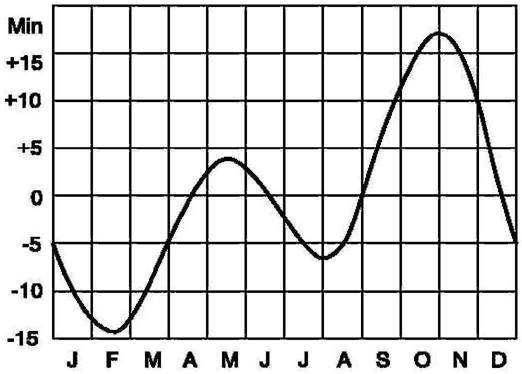


Abbildung 4.9: *Die Zeitgleichung für 2004.*

4.1.2.3 Universal Time

Um den Schwierigkeiten zu entgehen, die aus der Verwendung von Zeitzonen entstehen, wird als Basis für astronomische Zeitmessungen die mittlere Sonnenzeit am 0° Meridian in Greenwich verwendet. Sie wird als UNIVERSAL TIME (UT) oder auch GREENWICH MEAN TIME (GMT) bezeichnet. Weil aber auch die UT als mittlere Sonnenzeit von den bereits erwähnten Bewegungen der Erdachse durch Präzession, Nutation und weiteren Gezeiteneffekten beeinflusst wird, findet Zeitbestimmung heute nicht mehr mit Hilfe von Himmelskörpern statt. Stattdessen wird seit 1967 eine Sekunde durch das 9.192.631.770-fache der Schwingungsdauer von elektromagnetischer Strahlung, die von Cäsium 133 im Grundzustand beim Hyperfeinübergang F=4 zu F=3 abgegeben wird beschrieben. [Karttunen et al.(2003)]

Um die Verbindung zwischen der auf diese Weise definierten Sekunde und ihrer Vielfachen (Stunden, Tage, Jahre) mit den astronomischen Gegebenheiten in Einklang zu bringen, wurde 1972 die UNIVERSAL TIME COORDINATED (UTC) mit Schalttagen und Schaltsekunden eingeführt, die heute weltweit verwendet wird.

4.1.2.4 Kalender

Um größere Zeitspannen zu beschreiben, bedient man sich des Jahres, dessen Länge zuerst ein ganzzahliges Vielfaches von Mondzyklen war. Um ein Abweichen der Jahreszeiten zu verhindern, wurden Schalttage und Schaltmonate eingeschoben, bis Julius Caesar etwa 46 v. Chr. den nach ihm benannten JULIANISCHEN KALENDER entwickelte, der ca. 8 n. Chr. seine endgültige Form erhielt - mit 365 Tagen pro Jahr sowie einem zusätzlichen Schalttag in allen durch vier teilbaren Jahren [Winnenburg(1991)].

Zwischen Astronomen und Historikern besteht Uneinigkeit über die Zählweise der Jahre vor Christus. Die astronomische Zählweise benennt das Jahr vor unserer Zeitrechnung mit 0, die Historiker 1 v. Chr. Für arithmetische Zwecke ist die astronomische Zählweise besser geeignet, da so auch die julianischen Schaltjahre vor Christus (hist.: 17, 13, 9, 5, 1 v. Chr.) -16, -12, -8, -4, 0 durch vier teilbar sind [Meeus(1998)].

Das TROPISCHE JAHR[4] ist allerdings elf Minuten und vierzehn Sekunden kürzer als das von Caesar angenommene mit 365 Tagen. Als 1582 die Differenz zwischen tropischem Jahr und julianischem Jahr auf zehn Tage angewachsen war, reformierte Papst Gregorius XIII[5] den Kalender erneut: auf den 4. Oktober 1582 folgte der 15. Oktober 1582 und von nun an waren durch 100 teilbare Jahre keine Schaltjahre mehr - ausgenommen Jahre, die auch durch 400 teilbar sind. So war 1900 kein Schaltjahr, aber 2000.

4.1.2.5 Das Julianische Datum

Das JULIANISCHE DATUM (JD), häufig auch die Julianische Tageszahl / Periode genannt, geht zurück auf den Niederländer Justus Scaliger (1540-1609), der diese Zählweise 1581 für astronomische Zwecke vorgeschlagen hatte um die Schwierigkeiten, die durch die unterschiedliche Länge von Jahren und Monaten in den verschiedenen Kalendern bei der Angabe größerer Zeitdifferenzen entstanden, zu vermeiden.

[4]Zeit zwischen zwei Durchgängen der mittleren Sonne durch den Frühlingspunkt

[5]daher die Bezeichnung GREGORIANISCHER KALENDER

Die Zählung beginnt am Mittag (in Greenwich) des 1. Januar 4713 v. Chr. mit dem JD 0 und zählt die seither vergangenen mittleren Sonnentage (*s. Kap. 4.1.2.2*). Stunden, Minuten und Sekunden werden dezimal als Anteil eines Tages ausgedrückt. So entspricht z.B. JD 2446822.5 dem 27. Januar 1987 um 0 Uhr UT. Ein Zeitraum von 36525 mittleren Sonnentagen wird häufig auch JULIANISCHES JAHRHUNDERT genannt.

Da die Julianische Zählweise heute bereits sehr große Werte erzeugt, deren erste beiden Stellen sich nur alle 275 Jahre ändern, hat 1958 die SMITHSONIAN INSTITUTION das sogenannte MODIFIZIERTE JULIANISCHE DATUM (MJD) eingeführt, das heute vor allem in der Raumfahrt z.B. bei der Angabe von Parametern künstlicher Satelliten Anwendung findet. Das MJD ist durch folgende Gleichung definiert:

$$MJD = JD - 2400000.5 \tag{4.2}$$

Zur Umrechnung der üblichen Datumsschreibweise in JD bzw. MJD und umgekehrt gibt [Meeus(1998)] Algorithmen und Hinweise an. Auch in vielen Programmiersprachen stehen Funktionen dafür bereit, oder lassen sich aus Funktionsbibliotheken beziehen.

Tabelle 4.1: *Zählbeginn für JD und MJD.*

JD = 0	12:00:00 Uhr UT am 1. Januar 4713 v. Chr.
MJD = 0	00:00:00 Uhr UT am 17. November 1858 n. Chr.

4.2 Auswahl des Kataloges für die Sternkamera

4.2.1 Existierende Sternkataloge

In Sternkatalogen werden Informationen über astronomische Objekte gesammelt und für wissenschaftliche Zwecke zur Verfügung gestellt. Die existierenden Kataloge wurden aus beobachteten Objekten während einer oder mehrerer verschiedener Himmelsdurchmusterungen erstellt und für unterschiedlichste Anwendungen aufbereitet, was die große Zahl an zum Teil auch redundanten Zusammenstellungen erklärt. Je nach Anforderung bietet sich dann die Verwendung eines bestimmten Kataloges eher an, als die eines anderen. Zum Zeichnen von Sternbildern liegt es nahe, einen anderen Katalog zu verwenden, als bei der Darstellung von Kugelsternhaufen. Dann wiederum gibt es nach bestimmten Kriterien gefilterte Kataloge, die z.B. nur Röntgendoppelsterne oder nur sonnenähnliche Sterne auflisten. Auch die in jedem Katalog enthaltenen Informationen zu den Objekten sind sehr unterschiedlich. Eine Übersicht über die meistbenutzten Kataloge und die darin enthaltenen Informationen ist in Tabelle 4.2 zusammengestellt.

Tabelle 4.2: *Eine Auswahl an Sternkatalogen.*

Katalogname	Inhalt	Einträge
Bright Star Catalog	Sterne mit s. Helligkeit bis 7^m00	9.096
Sky2000 Master Star Catalog 2	Sterne bis 9^m00	300.000
Tycho Catalog	Sterne bis 11^m50	1.058.332
Tycho-2 Catalog	Sterne bis 12^m00	2.557.501
Hipparcos	Sterne bis 12^m50	118.218
HST Guide Star Catalog	Sterne bis 15^m00	19.000.000
USNO-A2.0	Sterne bis 20^m00	526.280.881
Washington Vis. Double Star Catalog	Doppelsternsysteme	83.211
General Catalog of Variable Stars	Veränderliche Sterne	68.179

4.2.2 Anforderungen und Begründung der Auswahl

Welcher Katalog eignet sich nun besonders als Referenz für die Sternkamera? Der endgültige Flugkatalog sollte den im Folgenden stichpunktartig aufgelisteten Ansprüchen auf jeden Fall genügen.

Der Katalog...

- muss die Positionen der Objekte im bewegten Äquatorsystem angeben.
- muss die Größenklasse (*visual magnitude*) der Objekte enthalten.
- sollte nur Objekte enthalten, die auch innerhalb der kurzen Belichtungszeit von der Kamera signifikant detektiert werden können.
- sollte nur Objekte aus der für den Flug relevanten Himmelsregion enthalten.
- sollte nicht allzu umfangreich sein, um die Softwarerechenzeit vertretbar zu halten.

Auf einer Aufnahme der Canon EOS-10D, die eine Sekunde belichtet wurde, konnten in den Tests noch Objekte bis zur 5. Größenklasse signifikant detektiert werden (*s. Kap. 6*). Um den Rechenaufwand der Software auf ein vertretbares Maß zu reduzieren, liegt es nahe, den Bright Star Catalog zu verwenden und sowohl Objekte mit scheinbarer Helligkeit kleiner als 5^m00, als auch Objekte, die sich in der während des Fluges nicht einsehbaren Himmelshälfte befinden ($\delta <$ -59°), daraus zu entfernen. Diese und andere Vorbereitungen des Kataloges auf den Flug werden in Kap. 5.4 ausführlich erläutert.

4.3 Vom Katalog zum simulierten Foto

Eine Teilaufgabe der Software für die Sternkamera besteht darin, die auf einer Aufnahme detektierten Quellen mit Sternen aus dem Sternkatalog zu identifizieren. Um eine Möglichkeit zu schaffen, diese Funktion und auch weitere Teilbereiche der Software später zu testen, wurde gleich zu Beginn der Diplomarbeit sozusagen der 'umgekehrte' Weg gegangen - also ein Programm entwickelt, das auf der Basis der Katalogsterne ein 'Foto' eines Himmelsausschnittes simuliert. Die auf diese Weise generierten Fotos konnten während der anschließenden Entwicklungsphase als erste Testbilder zur Überprüfung der Quellenerkennung, -identifizierung und zur Verifizierung der Azimut-Ergebnisse herangezogen werden. Dieser Weg, der gleichzeitig einen leichten Einstieg in die für die Sternkamera wichtigen Transformationen zwischen Koordinatensystemen ermöglicht, soll Thema dieses Abschnittes sein.

4.3.1 Ausgangssituation

Für die Generierung eines simulierten Fotos ist die Kenntnis der genauen Position des Beobachters (der Standort des 'Fotografen'), des Datums, sowie der Uhrzeit, zu der die Aufnahme erstellt werden soll, unerlässlich. Auch die optischen Daten der 'virtuellen' Kamera müssen bekannt sein: horizontaler und vertikaler Öffnungswinkel, Pixelauflösung in X- und Y-Richtung, sowie die Blickrichtung, in der das Bild aufgenommen werden soll. Diese Richtung ist am einfachsten in Koordinaten des Horizontsystems (also in Azimut und Höhe) für die Beobachterposition anzugeben. Was nicht simuliert werden kann, ist ein 'Schiefhalten' der Kamera relativ zum Horizont, das sogenannte BANKING. Die Ergebnisse der Sternkamera werden aber davon[6] nicht beeinträchtigt, da der Azimut des *Bildmittelpunktes* berechnet wird. Jetzt fehlen nur noch die Sterne, deren Position und Helligkeit für diesen Zweck dem in Kap. 4.2.1 vorgestellten Bright Star Catalog entnommen werden können.

Die nachfolgenden Berechnungen sollen mit den Beispielparametern aus Tabelle 4.3 vorgeführt werden, nicht zuletzt, da in der Testphase der Software mit der Minolta DiMAGE 7i und genau diesen Werten reale Aufnahmen erstellt wurden, so dass Unterschiede oder gröbere Fehler beim direkten Vergleich sofort ins Auge fallen würden.

4.3.2 Transformation vom Äquatorsystem ins Horizontsystem

Um eine für Ort und Datum korrekte Konstellation des Sternenhimmels zu errechnen, transformiert man die im Katalog im bew. Äquatorsystem angegebenen Sternpositionen ins Horizontsystem. Dazu muss in einem ersten Schritt die Sternzeit (*s. Kap. 4.1.2.1*) für die in Tabelle 4.3 genannte Position des Beobachters (LOKALE STERNZEIT, LST, Θ), sowie danach Azimut und Höhe für jeden Eintrag des Kataloges berechnet werden. Für diese Transformation stehen in vielen Programmiersprachen bereits Funktionen zur Verfügung. Die in den nachfolgenden Formeln verwendeten Konstanten und Abkürzungen sind in Tabelle 4.4 erläutert.

[6] z.B. durch ein Pendeln der Ballongondel unter dem Ballon

Tabelle 4.3: *Die Parameter der Aufnahme.*

Position des Fotografen	
geograph. Länge	009° 03' 30" Ost
geograph. Breite	48° 32' 18" Nord
Zeitpunkt der Aufnahme	
Datum	04. Februar 2004
Uhrzeit	20 : 06 : 00 Uhr UT
Kamera-Öffnungswinkel	
horizontal	36.33°
vertikal	27.248°
Kamera-Auflösung	
horizontal	2560 Pixel
vertikal	1920 Pixel
Richtung der Aufnahme	
Azimut	358.5°
Höhe	37.5°

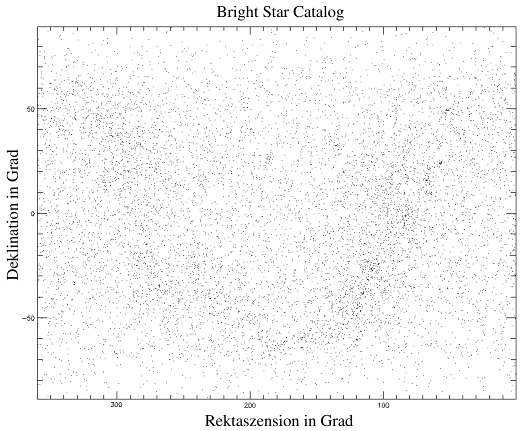


Abbildung 4.10: *Die Position der Sterne (bew. Äquatorsystem) im Bright Star Catalog. Gut zu erkennen ist das Band der Milchstraße.*

4.3.2.1 Berechnung der lokalen Sternzeit Θ

Die LST ist eine Funktion der geografischen Länge des Ortes, sowie des Julianischen Datums. Das JD für den in Tabelle 4.3 genannten Zeitpunkt der Aufnahme lautet 2453040.3, seine Berechnung ist eine alltägliche Aufgabe in der Astronomie und der dazu notwendige Algorithmus kann z.B. [Meeus(1998)] entnommen werden. Die Formel zur Berechnung der LST beinhaltet einige Konstanten, deren Wert auf die Epoche 2000 abgestimmt ist, so dass für die Rechnung nur die Zeitdifferenz zum 1. Januar 2000, 0 Uhr UT von Bedeutung ist. Damit ist

$$T = \frac{(JD - JD_{2000})}{JD_{Jhdt}} \tag{4.3}$$

die Anzahl der seither vergangenen Julianischen Jahrhunderte (*s. Kap. 4.1.2.5*). Die Sternzeit in Greenwich (GST, Θ_0) ist somit durch

$$\Theta_0 = c_0 + (c_1 \cdot T \cdot JD_{Jhdt}) + T^2 \cdot (c_2 - \frac{T}{c_3}) \tag{4.4}$$

in Sekunden gegeben. Die Formel 4.4 wurde 1982 von der IAU[7] festgesetzt [West(1985)].
Die lokale Sternzeit lässt sich bestimmen mittels:

$$\Theta = \Theta_0 + \frac{LNG}{360°/24h} \tag{4.5}$$

4.3.2.2 Berechnung von Azimut und Höhe

Damit können jetzt die Koordinatentransformationen vorgenommen werden. Der lokale Stundenwinkel t (hier in Grad) eines Objektes mit den Koordinaten (α, δ) ist nach Gleichung 4.1:

$$t = \Theta \cdot \frac{360°}{24h} - \alpha$$

Seine Koordinaten im Horizontsystem sind durch folgende Gleichungen gegeben:

$$Höhe = \arcsin(\sin\delta \cdot \sin LAT + \cos\delta \cos t \cos LAT) \tag{4.6}$$

$$Azimut = \arctan\left(\frac{\cos\delta \cdot \sin t}{\cos\delta \cdot \cos t \cdot \sin LAT - \sin\delta \cdot \cos LAT}\right) \tag{4.7}$$

[7] International Astronomical Union

Tabelle 4.4: *Konstanten und Abkürzungen zu den Koordinatentransformationen.*

Bez.	Bedeutung	Wert
JD	Julianisches Datum	2453040.3
JD_{2000}	JD vom 1.1.2000, 0 Uhr	2451545.0
JD_{Jhdt}	Julianisches Jahrhundert	36525
T	JD_{Jhdt} seit JD_{2000}	0.0409377
Θ	LST	4.531372 h
Θ_0	GST	5.055740 h
LNG	Länge des Beobachters	9° 03' 30"
LAT	Breite des Beobachters	48° 32' 18"
c_0	-	280.460618
c_1	-	360.985647
c_2	-	0.00038793
c_3	-	38710000
t	Stundenwinkel der Objekte	-

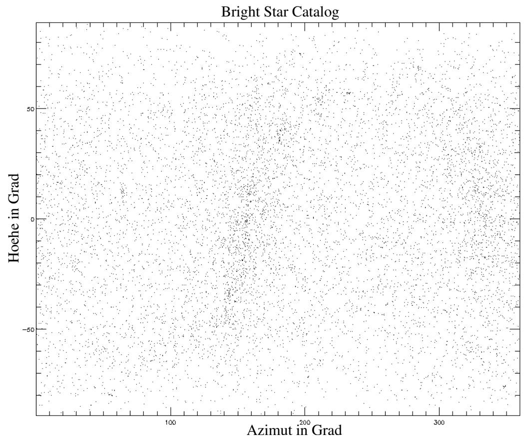


Abbildung 4.11: *Die ins Horizontsystem transformierten Positionen der Sterne im Bright Star Catalog.*

4.3.3 Simulierte Aufnahme der Zenit-Region

Eine Aufnahme zu simulieren erscheint jetzt denkbar einfach, indem nur ein Ausschnitt der passenden Größe aus Abb. 4.11 wiedergegeben wird. Tatsächlich sind die Sternpositionen jedoch zuerst auf die Innenseite einer Hohlkugel zu projizieren (*s. Abb. 4.12*) und anschließend wieder auf die Ebene des Kamera-CCDs. Nur für einen Spezialfall - die Zenitregion - ist die Simulation in der Tat sehr unkompliziert. Der Bildmittelpunkt (M_x, M_y) der Aufnahme soll in diesem Fall genau dem Zenit entsprechen, also einer Höhe von 90°. In diesem Beispiel sei die Südrichtung auf dem Foto unten[8]. Objekte mit Az = 0° oder 180° liegen also auf einer vertikalen Linie, Objekte mit Az = 90° oder 270° hingegen auf einer horizontalen Linie durch (M_x, M_y). Allgemein sind die Koordinaten eines Objektes auf dem Pixel-Array des Fotos durch folgende Gleichungen gegeben:

$$x = M_x + \sin Az \cdot \frac{\cos(H) \cdot \text{Kameraauflösung horizontal}}{\cos(\text{Kameraöffnungswinkel horizontal})} \tag{4.8}$$

$$y = M_y + \cos Az \cdot \frac{\cos(H) \cdot \text{Kameraauflösung vertikal}}{\cos(\text{Kameraöffnungswinkel vertikal})} \tag{4.9}$$

Dass Aufnahmen des Zenits so einfach zu simulieren sind, lässt sich auch für andere Richtungen ausnutzen, indem man die Beobachterposition an den Punkt der Erde verlegt, an dem die gewünschte Richtung des Fotos gleichzeitig auch die Zenitrichtung ist und dann 'von dort' ein Zenitfoto erstellt (*s. Abb. 4.13*).

Dazu werden zunächst die Koordinaten der Kamerablickrichtung ins bewegte Äquatorsystem transformiert (*s. Kap. 4.3.4*), als ob es sich um ein Objekt (OBJ_1) am Himmel handeln würde. Um die Information über die azimutale Ausrichtung der Kamera bei der Transformation nicht zu verlieren, muss auch noch ein zweiter Punkt mit demselben Azimut, jedoch geringfügig kleinerer Höhe mittransformiert werden (OBJ_2). Jetzt wird die geografische Länge und Breite des Punktes auf der Erdoberfläche bestimmt, der auf der Verbindungslinie Erdmittelpunkt - OBJ_1 liegt, der sog. FUSSPUNKT von OBJ_1 (*s. Kap. 4.3.5*). Anschließend werden die Katalogeinträge (und OBJ_2) für die Koordinaten des *Fußpunktes* ins Horizontsystem transformiert und ein Foto der Zenitregion simuliert. Dabei wird von jedem Azimutwert noch der Azimut von OBJ_2 abgezogen, so dass dieses Objekt auf dem Bild dann wieder direkt unterhalb des Bildmittelpunktes liegt.

4.3.4 Transformation vom Horizontsystem ins Äquatorsystem

Auch für die Transformation vom Horizontsystem ins bew. Äquatorsystem ist zuerst die Berechnung der LST notwendig (*s. dazu Kap. 4.3.2.1*). Für ein Objekt mit den Koordinaten (Az, H) ist die Deklination δ gegeben durch:

[8] Eine andere Blickrichtung als Az = 0° ist bei einem Zenitfoto durch eine Rotation um den Bildmittelpunkt zu erreichen. Hierzu wird vom Azimut jedes Objektes der Azimut der gew. Blickrichtung abgezogen.

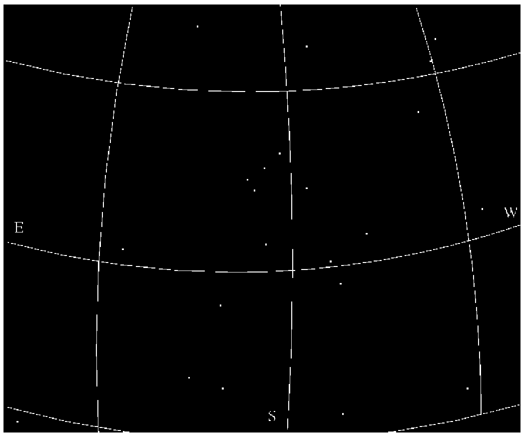


Abbildung 4.12: *Simuliertes Foto - aufgenommen vom Standort des Beobachters.*

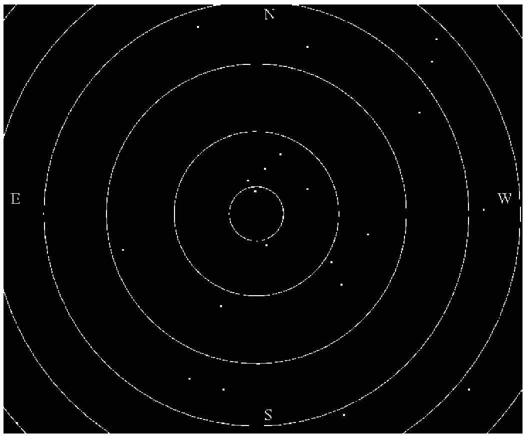


Abbildung 4.13: *Simuliertes Foto, gleiche Richtung - aufgenommen vom Fußpunkt von* OBJ_1

$$\delta = \arcsin\left(\sin H \cdot \sin LAT - \cos H \cdot \cos Az \cdot \cos LAT\right) \tag{4.10}$$

und der Stundenwinkel in Grad durch

$$t = \arctan\left(\frac{\cos H \cdot \sin Az}{\sin H \cdot \cos LAT + \cos H \cdot \cos Az \cdot \sin LAT}\right). \tag{4.11}$$

Schließlich ist die Rektaszension nach Gleichung 4.1:

$$\alpha = \Theta \cdot \frac{360°}{24h} - t$$

4.3.5 Berechnung des Fußpunktes eines Sterns

Geografische Länge und Breite des Fußpunktes eines Objektes, dessen Koordinaten durch (α, δ) gegeben sind, können wie folgt gefunden werden:

Auflösen von 4.5 nach LNG und Einsetzen von 4.1 für Θ ergibt:

$$geogr.\ Länge = \alpha - \Theta_0 \cdot \frac{360°}{24h} \tag{4.12}$$

Am Fußpunkt steht das Objekt im Zenit - daher ist t = 0 und die

$$geogr.\ Breite = \delta. \tag{4.13}$$

4.3.6 Effekte bei realen Aufnahmen

4.3.6.1 Helligkeitsunterschiede

Bisher wurden die Sterne nur als schwarze bzw. weiße Punkte ins Koordinatengitter gesetzt, in der Realität unterscheiden sie sich jedoch auf einer Aufnahme stark in ihrer Helligkeit. Um diesen Aspekt auch in der Software zu simulieren, wird aus dem Katalog neben Rektaszension und Deklination noch ein weiterer Wert verwendet, die SCHEINBARE HELLIGKEIT. Diese Einteilung der Sterne in sogenannte GRÖSSENKLASSEN geht auf den griechischen Astronomen Hipparch zurück, der die mit bloßem Auge sichtbaren Sterne in 6 Größenklassen einordnete. Dieses System wurde im 19. Jahrhundert von Norman Pogson weiterentwickelt. Er entdeckte, dass zwischen Sternen zweier aufeinander folgender Größenklassen ein Unterschied in den Strahlungsintensitäten um den Faktor 2.512 besteht. Die Einteilung Hipparchs wurde dabei auch auf lichtschwächere Objekte ($> 6^m$), sowie hellere Objekte (z.B. Sirius -1^m46) erweitert.

Weiterhin existiert bei heutigen CCDs ein noch zu berücksichtigender Effekt, das sogenannte BLOOMING. Fallen auf einen Bildpunkt sehr viele Photonen, kann die von ihnen erzeugte Ladung oft nicht in diesem Pixel gehalten werden und läuft in anliegende Pixel über. Es entsteht so eine Gaussverteilung der erzeugten Ladung um das ursprüngliche Pixel herum, deren Breite und maximale Höhe stark mit dem jeweiligen Material und den Konstruktionsparametern des CCDs variiert.

4.3.6.2 Hintergrundrauschen

Auf realen Aufnahmen ist ein temperaturabhängiges Hintergrundrauschen zu beobachten (*s. Kap. 6*). Dieses durch sog. DUNKELSTRÖME verursachte Rauschen und die diffuse Hintergrundstrahlung von schwächeren Sternen bilden einen Hintergrund, auf dem die Identifizierung von echten Quellen eine anspruchsvolle, aber inzwischen zur Routine gewordene Anforderung in der Astronomie darstellt (*s. Kap. 5.3*). Das gesamte Rauschen wird in der unten beschriebenen Software durch einen Zufallszahlengenerator in Abhängigkeit von der CCD-Temperatur simuliert.

4.3.6.3 Bewegung von Sternen und Kamera

Um eine Aufnahme von Sternen einer bestimmten Helligkeit zu erstellen, muss der Verschluss der Kamera eine gewisse Zeit offen stehen (*s. Kap. 6*). Während dieser Zeit bewegt sich aber auch der Sternenhimmel weiter, so dass die Sterne anstatt punktförmig als Streifen abgebildet werden (*s. Abb. 4.14*). Ein zusätzlicher Effekt tritt auf, wenn die Ballongondel sich während der Aufnahme dreht und sich dadurch der Azimut ändert.

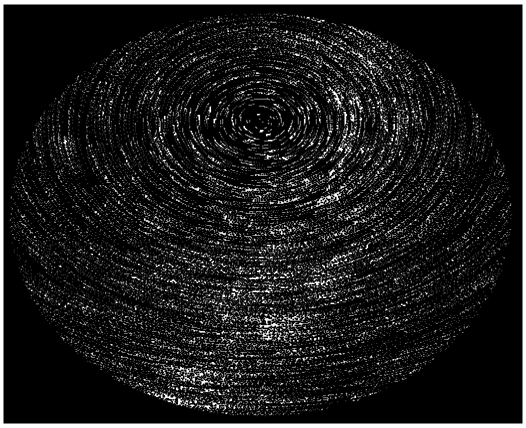


Abbildung 4.14: *Simulierte Bewegung der Sterne am sichtbaren Himmel während zehn Minuten.*

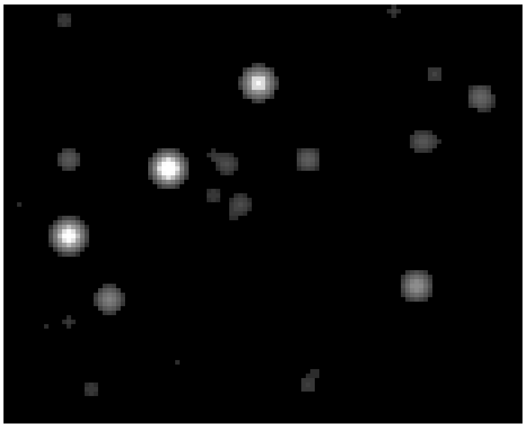


Abbildung 4.15: *Simulierte Helligkeitsunterschiede bei starkem Zoom.*

4.3.7 Das Programm 'STARS'

Das in diesem Abschnitt (4.3) beschriebene Vorgehen zur Erzeugung einer simulierten Aufnahme ist in der zu Beginn der Diplomarbeit in IDL[9] entwickelten Software STARS, einer interaktiven, grafischen Anwendung implementiert. Mit ihrer Hilfe lassen sich bei freier Wahl der Ausgangsparameter simulierte Aufnahmen erzeugen und diese im FITS[10]-Format abspeichern. Die so erzeugten Bilder stehen echten Aufnahmen kaum nach und erlauben einfache Testreihen für die Sternkamera, ohne dass aufwändige Aufnahmen erstellt werden müssen.

[9] Interactive Data Language - u.a. in der Astronomie verwendete Programmiersprache, entwickelt von Research Systems Inc. (RSI)
[10] Flexible Image Transport System - Standard-Datenformat in der Astronomie

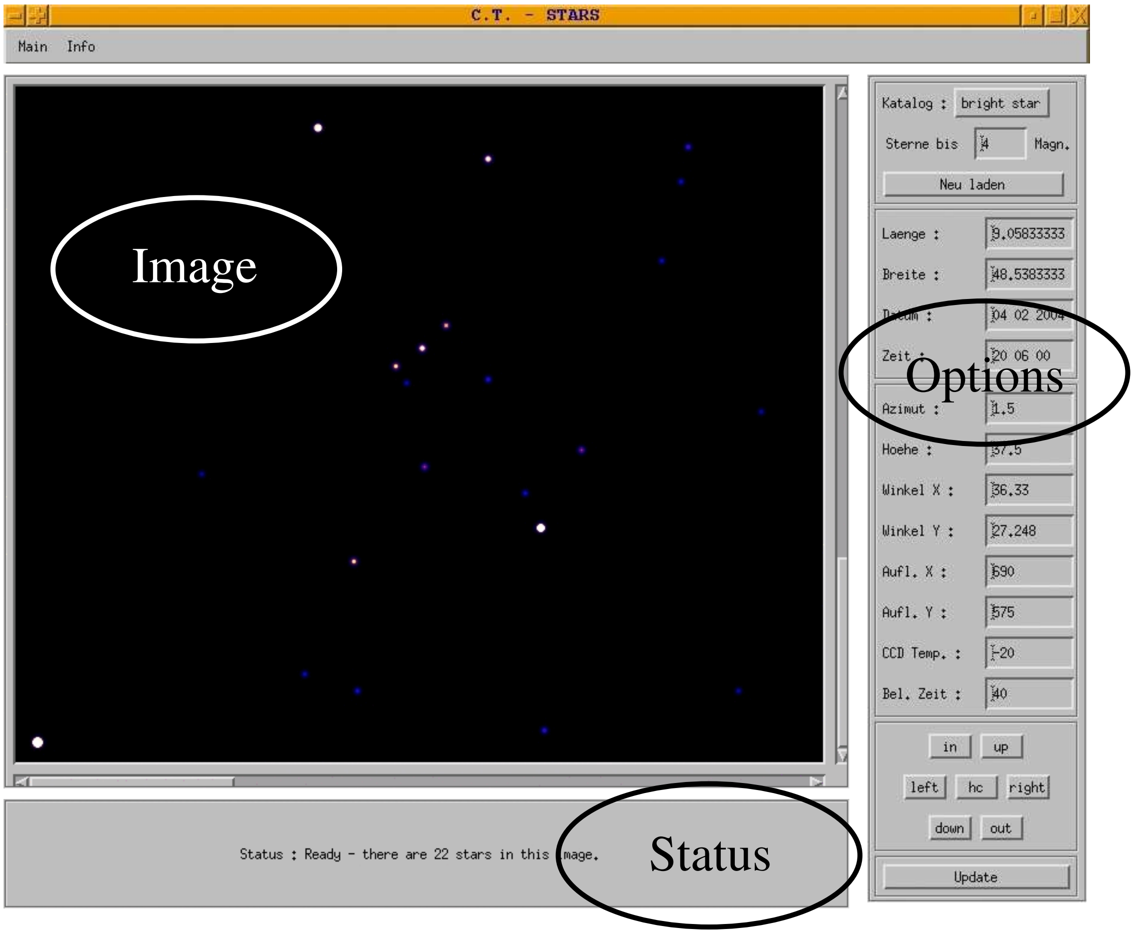


Abbildung 4.16: *Die grafische Benutzeroberfläche von 'STARS'. Im 'Options'-Bereich werden die Aufnahme-Parameter festgelegt. In der rechten unteren Ecke befinden sich die Navigations-Schalter, die ein interaktives Bewegen der Kamera erlauben. Eine Online-Dokumentation ist im Menü unter 'Info' zu finden.*

Kapitel 5

Die Software

Die Aufgabe der Software für die Sternkamera besteht darin, die Kamera fernzusteuern und aus den damit aufgenommenen Bildern in kürzester Zeit den Azimutwinkel der Aufnahmerichtung zu berechnen. Hierzu wird der im vorausgehenden Kapitel beschriebene Sternkatalog, sowie ein GPS-Empfänger benötigt.

Die Software wurde im Verlauf der Diplomarbeit eigenständig konzipiert, mit IDL entwickelt und anschließend ausführlichen Tests unterzogen (*s. Kap. 6*). Bei der Entwicklung wurde vor allem Wert auf eine modulare Struktur gelegt, deren einzelne Funktionsbausteine (z.B. Quellenerkennung, Azimutberechnung, ...) sich leicht korrigieren, erweitern, austauschen oder in andere Programmiersprachen, bzw. auf andere Systeme portieren lassen.

Auf ein Anführen des Quellcodes - auch in Auszügen - wurde der Übersicht wegen verzichtet, die Dateien können auf der beiliegenden CD eingesehen werden.

5.1 Überblick

Ein kontinuierlich ablaufender Zyklus, bestehend aus Aufnehmen und Auswerten eines Fotos, bildet die Basis für die Software:

- Aufnehmen eines Fotos
- Übertragung auf den Computer
- Quellenerkennung
- Quellenidentifizierung
- Errechnen des Azimuts des Bildmittelpunktes

Dieser Ablauf ist in Abb. 5.1 als Flussdiagramm dargestellt und auch eins zu eins im Quellcode der Software wiederzufinden. In den nun folgenden Abschnitten werden die wichtigsten Module im Detail nachvollziehbar erläutert.

5.2 Ansteuerung der Digitalkamera mit dem Computer

Die Sternkamera ist mit dem Bordcomputer durch ein USB-Kabel verbunden, durch welches Befehle zur, bzw. Daten von der Kamera übertragen werden können. Für die Bedienung der Kamera per Computer (das sogenannte REMOTE CAPTURING) stellt die Firma Canon Software-Entwicklern eine Funktionsbibliothek in diversen Programmiersprachen kostenlos zur Verfügung. Diese ist jedoch nur sporadisch dokumentiert, so dass die Einarbeitung einige Zeit in Anspruch nimmt. Es sind damit jedoch alle Funktionen und Einstellungen der Kamera über die USB-Schnittstelle am Computer verfügbar, insbesondere der Auslösemechanismus. Mit welchen Aufnahmeparametern (Belichtungszeit, Blende, ISO-Wert, ...) die Aufnahmen von Sternen erstellt wurden, ist in Tab. 3.6, Kap. 3 aufgelistet.

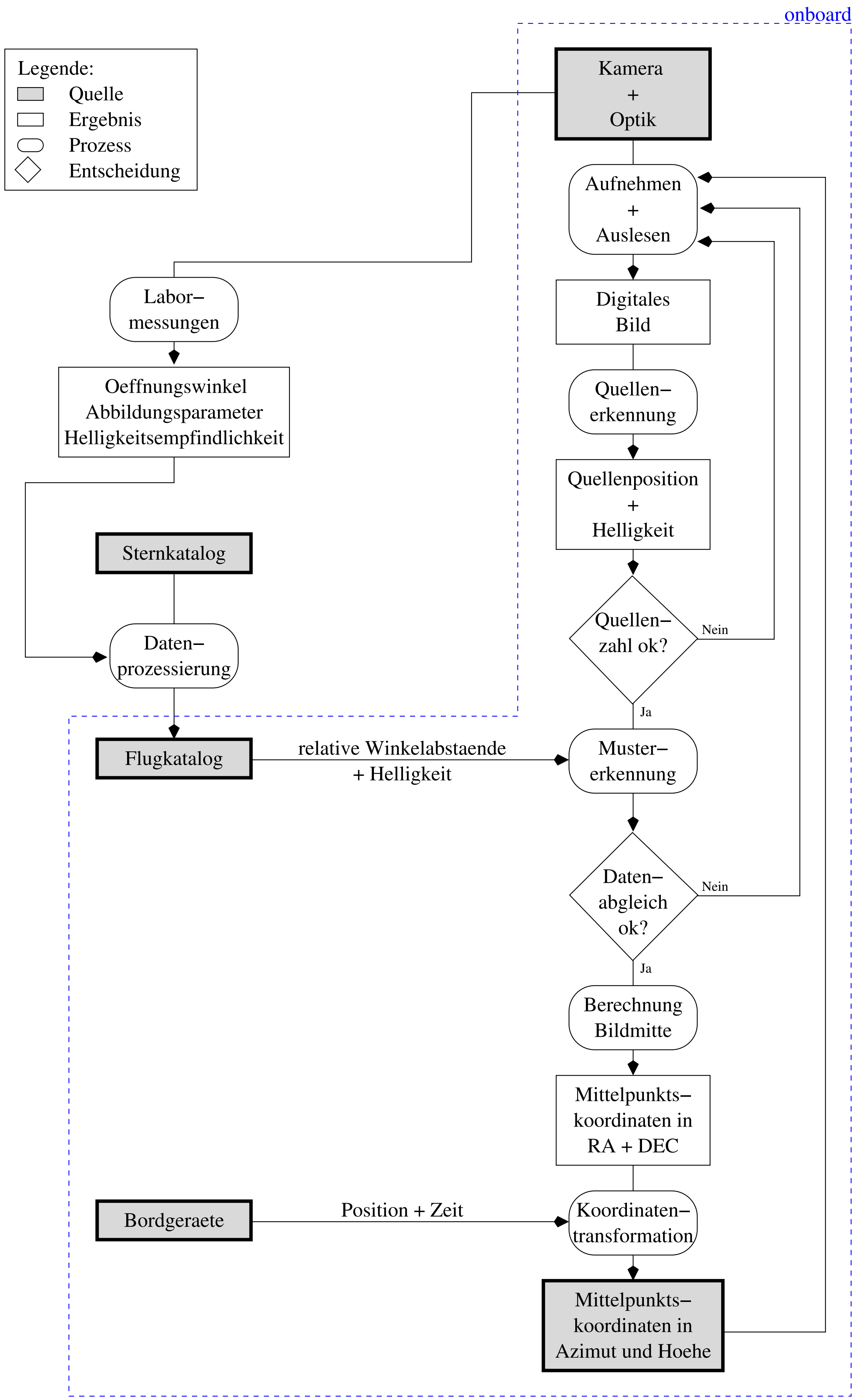


Abbildung 5.1: *Ablaufschema der Kamerasoftware.*

Aufgrund der parallel angelegten Struktur der Software der Sternkamera ist das Aufnehmen und Übertragen des nächstfolgenden Bildes schon während der noch laufenden Auswertung des vorhergehenden möglich, so dass die Position dieses Prozesses in Abb. 5.1 genaugenommen nur für den allerersten Durchlauf zutrifft.

Mit der Integration des Kamerasteuerungsmodules in die Sternkamerasoftware wurde die gesamte bisherige Software von IDL auf C++ umgestellt, zum einen weil eine Ansteuerung der Kamera aus IDL heraus nicht möglich war, zum anderen weil C++ ohnehin die für die endgültige Softwareversion vorgesehene Sprache darstellt.

5.3 Quellenerkennung

Das Detektierungsmodul basiert auf einer Vorgehensweise, die dem üblicherweise für diesen Zweck eingesetzten SLIDING-CELL- oder auch SLIDING-BOX-Verfahren nachempfunden wurde. Im Prinzip wird dabei eine wenige Pixel große Zelle (in Form eines Kreises oder Quadrates) zeilenweise über das Bild geschoben und die Graustufenwerte (COUNTS) der darin enthaltenen Pixel aufaddiert. Diese Summe wird mit einem Hintergrundswert, der mit unterschiedlichen Verfahren erhalten werden kann, verglichen. Überschreitet das Verhältnis $\frac{Counts}{Hintergrund}$ einen bestimmten Schwellenwert, so befindet sich wahrscheinlich eine Quelle innerhalb der Zelle [Harnden et al.(1984)].

Im konkreten Fall wird das Bild nach dem Übertragen aus der Kamera in ein zweidimensionales Array gelesen, das 3072 x 2048 Felder enthält, die jeweils einem Pixel im Bild entsprechen. In jedem Feld steht danach also der jeweilige Graustufenwert (eine Zahl zwischen 0 und 65.536) des korrespondierenen Pixels. Zellgröße und Form (Kreis oder Quadrat) können dem Erkennungsalgorithmus als Parameter mitübergeben werden, der damit dann Pixel für Pixel über das Bild wandert und jeweils die in der Zelle enthaltenen Felder aufsummiert. Der Hintergrund wird bei der Kamerasoftware aus der Summe der Felder in einem Kreisring, bzw. einem quadratischen Rahmen um die eigentliche Zelle gebildet (*lokaler* Hintergrund). Dieser Hintergrundbereich hat denselben Flächeninhalt wie die eigentliche Zelle (*s. Abb. 5.2*). Das Signal-Rauschen-Verhältnis (SNR[1]) für die Zelle errechnet sich nach [Deponte & Primini(1993)] nun zu:

$$SNR = \frac{Signal}{\sigma_{Signal}} = \frac{C \cdot (b^2 - d^2) \cdot d^{-2} - Q}{\sqrt{\sigma_C^2 \cdot (b^2 - d^2)^2 \cdot d^{-4} + \sigma_Q^2}} \tag{5.1}$$

wobei:

C = Summe der Counts in Detektions-Zelle
σ_C = Standard-Abweichung von C
d = Durchmesser der Detektions-Zelle

Q = Summe der Counts in Hintergrund-Zelle
σ_Q = Standard-Abweichung von Q
b = Aussendurchmesser des Hintergrund-Zellringes

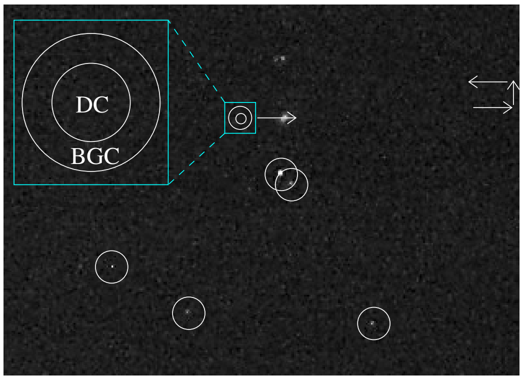


Abbildung 5.2: *Bereits erkannte Quellen, Detektions-Zelle (DC) und Hintergrund-Zelle (BGC) noch einmal vergrößert.*

Quelle Nr.:	Position X [Pixel]	Position Y [Pixel]	Helligkeit [Counts]
1	243	10	146
2	25	24	512
3	467	32	6900
4	876	70	4256
5	237	78	3348
6	513	102	450
7	625	115	1202
⋮	⋮	⋮	⋮

Abbildung 5.3: *Ergebnis-Array mit Positionen und Helligkeiten der detektierten Quellen.*

[1] Signal-to-Noise-Ratio: Quotient aus Signal und Hintergrundrauschen

Liegt die SNR oberhalb eines einstellbaren Schwellenwertes, so geht das Programm von einer Quelle in der Zelle aus und startet einen Zentrierungsalgorithmus. Dieser findet mit einem weiteren (*feineren*) Sliding-Cell-Verfahren die genaue Position der Quelle innerhalb des ursprünglichen Zellbereiches. Damit wird einerseits ein nochmaliges Erkennen derselben Quelle an geringfügig anderer Position beim Durchlaufen der nächsthöheren Zeile verhindert, andererseits können so sehr nahe beieinander liegende Quellen auf sehr zeitsparende Weise noch getrennt erkannt werden. Der Zeitaufwand für ein Durchlaufen des gesamten Bildes (mit evtl. quellenfreien Bereichen) mit der feinen Auflösung kann so vermieden werden. Die genaue Position der gefundenen Quellen, sowie die gefundene Zählrate im Bereich um diese Position werden in einem Ergebnis-Array (*s. Abb. 5.3*) gespeichert und dem Identifizierungsmodul übergeben.

5.4 Vorbereitung des Flugkataloges

Um den Datenabgleich zwischen Foto und Katalog bei der Identifizierung möglichst effizient zu gestalten, ist es günstig, den in Abschnitt 4.2 ausgewählten Katalog noch vor dem Flug an die tatsächlichen Aufgaben anzupassen. So existieren Einträge von Objekten, die für die Kamera nicht sichtbar sein werden, weil sie sich während des gesamten Fluges unterhalb des Horizonts befinden. Die geografische Breite des voraussichtlichen Startortes Palestine, Texas beträgt $31.46°$ Nord. Nach Gleichung 4.13 ist das auch die Deklination eines senkrecht darüber befindlichen Objektes. Sterne im Katalog mit δ kleiner als $31° - 90° = -59°$ werden also nie von der Sternkamera erfasst und können somit aus dem Katalog entfernt werden. Dasselbe gilt auch für Objekte, die zwar im Bild, jedoch zu lichtschwach sind, um von der Kamera in der kurzen Belichtungszeit mit ausreichender SNR detektiert zu werden (Objekte der Größenklasse 5 und schwächer - s. Kap. 3.4.2). Bei den verbleibenden Einträgen werden von den jeweils im Katalog angegebenen Daten nur die Rektaszension, Deklination und die Größenklasse benötigt, so dass auch hier die Datenmenge noch reduziert werden kann.

Für die im nächsten Abschnitt beschriebene Quellen- bzw. Mustererkennung ist die Kenntnis der genauen Winkelabstände und des Helligkeitsverhältnisses zu den jeweils nächsten fünf Nachbarsternen für jeden Stern im Katalog wichtig. Der Winkelabstand d (in Grad) zweier Objekte, deren Koordinaten im bew. Äquatorsystem gegeben sind, ist nach [Meeus(1998)] gegeben durch die Formel:

$$\cos d = \sin\delta_1 \cdot \sin\delta_2 + \cos\delta_1 \cdot \cos\delta_2 \cdot \cos(\alpha_1 - \alpha_2) \tag{5.2}$$

Meeus weist aber auch explizit darauf hin, dass diese Formel für Objekte mit sehr kleinem Abstand zueinander nicht geeignet ist. Für nahe beieinander liegende Sterne auf dem Foto ist $\Delta\alpha = \alpha_1 - \alpha_2 << 1°$ und in einigen Programmiersprachen wie Fortran oder C++ wird aufgrund der implementierten Fließkommapräzision zwischen $\cos 1''$ bis $\cos 15''$ nicht mehr unterschieden. Allgemein ist die Präzision der Cosinusfunktion am Computer unterhalb von zwei Bogenminuten für die genaue Winkelabstandsmessung mit Formel 5.2 nicht zu verwenden. Besser ist es daher (laut Meeus), folgende alternative Formel zu verwenden, bei der diese Schwierigkeit nicht besteht:

$$\sin^2\left(\frac{d}{2}\right) = \sin^2\left(\frac{\delta_1 - \delta_2}{2}\right) + \cos\delta_1 \cdot \cos\delta_2 \cdot \sin^2\left(\frac{\alpha_1 - \alpha_2}{2}\right) \tag{5.3}$$

Es ist naheliegend, diese Berechnungen schon vor dem Flug durchzuführen und die Einträge im Katalog dann um diese Informationen zu ergänzen. Auf diese Weise kann zusätzlich Rechenzeit während des Fluges eingespart werden.

5.5 Quellenidentifizierung

Das Prinzip der Quellenidentifizierung beruht auf einem Mustervergleich zwischen den gerade in einer Aufnahme detektierten Quellen und denen im Katalog. Dazu werden zunächst für jeden Eintrag aus der Ergebnis-Tabelle der Quellenerkennung (*s. Abb. 5.3*) die Abstände auf der Aufnahme (in Pixeln) zu allen anderen darin enthaltenen Einträgen berechnet. Im nächsten Schritt werden nur noch für die fünf Nachbarquellen, die jeweils den geringsten Abstand aufweisen, mittels Gleichung 3.2 die Abstände auf der Aufnahme in Winkelabstände am Himmel umgerechnet und deren Helligkeitsverhältnisse (heller oder dunkler) zum betreffenden Eintrag festgehalten (*s. Abb. 5.4*).

Mit diesem für die betreffende Quelle erhaltenen Datensatz wird nun der Referenzkatalog nach einer innerhalb der nachstehend aufgeführten Toleranz übereinstimmenden Quelle durchsucht. Finden sich mehrere Übereinstimmungen, so wird die Toleranzschwelle so lange reduziert, bis nur noch ein einziges Resultat übrig bleibt. Falls kein passender Eintrag für den Datensatz gefunden wird, so wird die Quelle verworfen. Konnte die Quelle mit einem Eintrag im Referenzkatalog identifiziert werden, so wird deren Eintrag in der Ergebnis-Tabelle um die Rektaszension und Deklination des korrespondierenden Referenzsternes ergänzt; nicht identifizierbare Quellen werden gelöscht.

Bei dieser Form der Mustererkennung zur Quellenidentifizierung treten nicht unerhebliche Schwierigkeiten zutage, deren Ursache systematischer Natur ist und die die Einführung einer Identifizierungstoleranz rechtfertigen. An vorderster Stelle ist zu nennen, dass die Größenklasse der noch in Aufnahmen mit ausreichender Signal-to-noise-ratio detektierbaren Quellen nahezu exakt auf diejenige der im Katalog verbliebenen Sterne abgestimmt sein muss, um Muster wiederzuerkennen. Ansonsten würden auf der Aufnahme Sterne detektiert, die nicht im Katalogmuster enthalten sind, oder umgekehrt Sterne nicht detektiert, die sich (laut Katalog) dort befinden müssten. Dieser Abgleich konnte aber mit Hilfe der im vorigen Kapitel erwähnten Simulationssoftware 'STARS' vorgenommen werden. Durch Vergleichen der Anzahl der in einer Aufnahme bis zu einer bestimmten Größenordnung simulierten Sterne mit der Anzahl der in einer echten Aufnahme (mit den designierten Aufnahmeparametern) detektierten Quellen können Kataloginhalt und Belichtungszeit exakt aufeinander abgestimmt werden.

Ein weiteres Problem besteht darin, dass Quellen, die in unmittelbarer Nähe des Randes einer Aufnahme liegen, nicht dieselben nächsten Nachbarn haben, wie im Katalog angegeben, da diese nicht mehr auf der Aufnahme abgebildet wurden. Dieses Randproblem ist aber ein in der Mustererkennung bekanntes Phänomen, dessen einfachste Lösung darin besteht, nur Quellen mit einem Mindestabstand zum Rand zur Mustererkennung zu verwenden. In den durchgeführten Identifizierungstests (*s. Kap. 6*) führte eine Randposition zumeist zur Nichtidentifizierbarkeit, aber nie zu falsch identifizierten Quellen.

Die gewählte Identifizierungstoleranz von 0.5 Bogensekunden als maximale Abweichung vom im Katalog angegebenen Winkelabstand ist notwendig, da die vom CCD detektierten Photonen einer Quelle immer nur die Zählrate in einzelnen Pixeln erhöhen und somit Quellen nicht an einem Ort zwischen den Pixeln lokalisiert werden können. Dieser Diskretisierung der Quellenposition wird zwar durch das im Abschnitt 3.1 erwähnte, leichte Defokussieren der Optik mit anschließender Ladungsschwerpunktsberechnung versucht entgegenzuwirken, dennoch ist die Lokalisierung relativ zu anderen Quellen (so das Ergebnis der Testreihe in Kap. 6) nur innerhalb der Toleranz möglich.

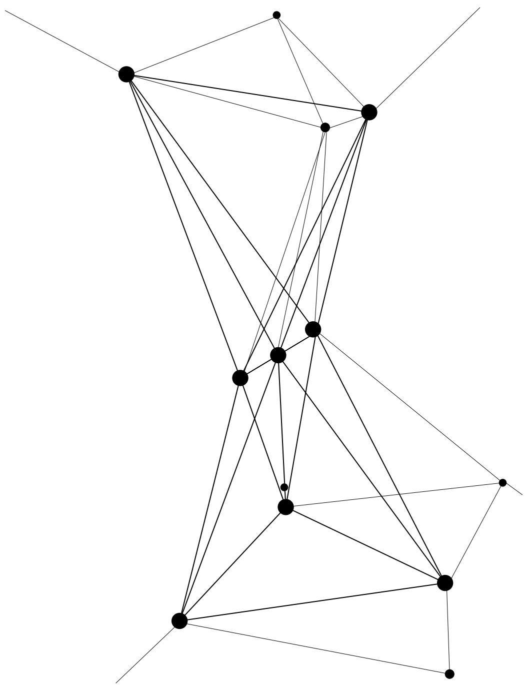


Abbildung 5.4: *Referenzsterne und Nachbarn zur Illustration der Mustererkennung im Sternbild Orion. Für jede detektierte Quelle werden Entfernung und Helligkeitsverhältnis zu den nächstliegenden Nachbarn in der Aufnahme gemessen und mit dem Katalog verglichen. Quellen, die mit Katalogsternen identifiziert werden konnten, werden an die Azimutbestimmung weitergeleitet.*

5.6 Azimutbestimmung

Aufgabe der Azimutbestimmung ist es, unter Zuhilfenahme der Katalogkoordinaten der nunmehr identifizierten Sterne die Koordinaten des Bildmittelpunktes zu errechnen, also die Ausrichtung der Kamera und damit die des CZT-Detektors. Die Schwierigkeit dabei besteht darin, dass zwar mit den identifizierten Sternen einzelne Punkte des Äquator-Koordinatensystems und damit dessen Lage in der Aufnahme bekannt sind, diese Lage jedoch beliebig kompliziert sein kann (*s. Abb. 5.5*). Insbesondere kann sich der Zenit in der Aufnahme befinden, so dass selbst der Versuch, mittels selbst nahe am Bildmittelpunkt gelegener Sterne dessen Koordinaten zu extrapolieren, sicherlich keine gute Wahl ist. Die folgende Vorgehensweise, die von der in Kap. 4.3 beschriebenen Simulationstechnik für Aufnahmen in beliebige Richtung inspiriert wurde, schafft hier Abhilfe.

Für je ein Paar (STERN 1, STERN 2) der identifizierten Sterne kann - bei bekannter Aufnahmeposition und -zeitpunkt - der Azimut und die Elevation des Bildmittelpunktes (BMP) mit nachfolgendem Schema errechnet werden. Die zugrunde liegende Idee besteht darin, eine Koordinatentransformation weg von der Position der Ballongondel zum Fußpunkt (s.u.) von STERN 1 durchzuführen. An diesem Punkt ist bekannt, wie das lokale Horizontsystem auf einer Aufnahme, die STERN 1 enthält, aussehen würde (*s. Abb. 5.6*).

(i) Berechnen des Winkels α (*s. Abb. 5.5*)

Mit α wird der Winkel bei STERN 1 zwischen den Verbindungslinien STERN 1 - STERN 2 und STERN 1 - BMP auf der zweidimensionalen Aufnahme bezeichnet. Es gilt:

$$\alpha = \arctan\left(\frac{a_x \cdot b_y - a_y \cdot b_x}{a_x \cdot b_x + a_y \cdot b_y}\right) \tag{5.4}$$

wobei:

a_x = horiz. Abstand [Pixel] STERN 1 - STERN 2 b_x = horiz. Abstand [Pixel] STERN 1 - BMP
a_y = vert. Abstand [Pixel] STERN 1 - STERN 2 b_y = vert. Abstand [Pixel] STERN 1 - BMP

(ii) Bestimmung des Fußpunktes von STERN 1

Wie sich die geogr. Länge und Breite, von denen aus ein Objekt senkrecht darüber im Zenit zu sehen ist (Fußpunkt des Objekts), finden lassen, wurde bereits in Abschnitt 4.3.5 beschrieben.

(iii) Berechnung des Azimutwinkels von STERN 2, gesehen vom Fußpunkt von STERN 1 aus

Hierbei handelt es sich um eine Transformation der nach der Identifizierung von Stern 2 erhaltenen Koordinaten aus dem bew. Äquatorsystem ins lokale Horizontsystem des Fußpunktes, wie sie in Kap. 4.3.2 erläutert wird.

(iv) Berechnung des Azimutwinkels und der Elevation des Bildmittelpunktes, gesehen vom Fußpunkt von STERN 1 aus

Jetzt lassen sich die Koordinaten des Bildmittelpunktes mit Hilfe derer von STERN 2 ausdrücken: Zunächst ist die Elevation von STERN 1, der an diesem Ort im Zenit steht, 90°. Objekte gleicher Elevation liegen nun auf konzentrischen Kreisen um STERN 1 (*s. Abb. 5.6*). Für den Azimut des Bildmittelpunktes gilt dann, wie aus der Abbildung ersichtlich:

$$Azimut(\text{BMP}) = Azimut(\text{STERN 2}) + \alpha \tag{5.5}$$

Die Elevation des Bildmittelpunktes ist bei dieser Betrachtungsweise durch den Abstand STERN 1 - BMP gegeben. Nach Abschnitt 3.4 kann dieser Pixelabstand in einen Winkelabstand d konvertiert werden. Daher gilt:

$$Elevation(\text{BMP}) = Elevation(\text{STERN 1}(=90°)) - d \tag{5.6}$$

(v) Rücktransformation der Koordinaten des Bildmittelpunktes vom Horizontsystem des Fußpunktes in das Horizontsystem der Ballonposition

Nachdem die Koordinaten des Bildmittelpunktes bestimmt wurden, bleibt noch die Rücktransformation in das Horizontsystem der Ballongondel. Dazu werden Azimut und Elevation zunächst ins ortsunabhängige, bew. Äquatorsystem übertragen, als ob man einen Stern katalogisieren wollte (*s. Kap. 4.3.4*) und schließlich von dort wieder zurück in das Horizontsystem der Ballongondel (*s. Kap. 4.3.2*). Für alle hier beschriebenen Koordinatentransformationen ist die genaue Kenntnis der Zeit und der Ballongondelposition zum Zeitpunkt der Aufnahme notwendig. Diese Daten bezieht die Software von einem GPS-Empfänger an Bord.

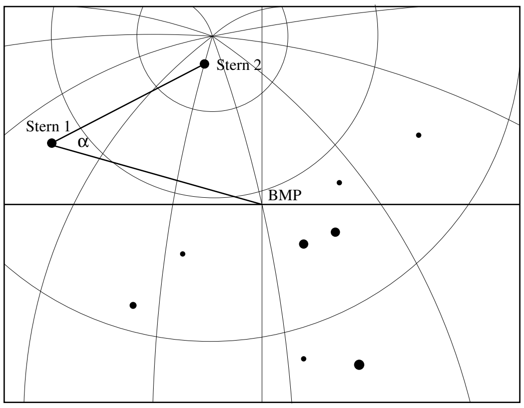


Abbildung 5.5: *Aufnahme mit identifizierten Sternen und eingeblendetem lokalem Horizontsystem - ausgehend von der Gondelposition.*

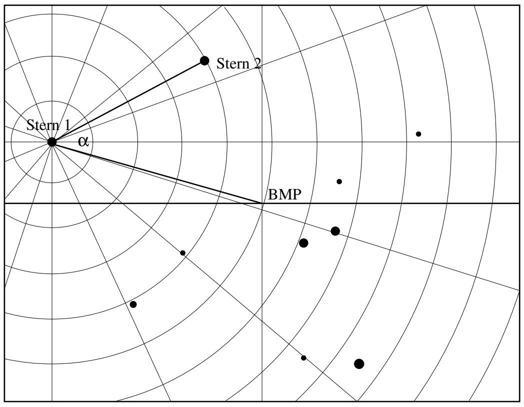


Abbildung 5.6: *Dieselbe Aufnahme, überlagert mit dem Horizontsystem, dessen Ursprung am Fußpunkt von* STERN 1 *liegt.*

Damit lässt sich der Azimutwinkel des Bildmittelpunktes für beliebige Paare aus der Menge der identifizierten Sterne finden. Aus allen Ergebnissen wird ein Medianwert, sowie die Standardabweichung berechnet und an die Ballonsteuerung weitergeleitet, die daraufhin eventuell die Gondelausrichtung korrigiert.

Kapitel 6

Tests, Ergebnisse und Ausblick

Im Anschluss an die Fertigstellung einer ersten Version der Software für die Sternkamera in IDL (*s. Abb. 6.1*) wurden am 29.01.2004 und am 04.02.2004 Testreihen mit jeweils ca. 50 Aufnahmen erstellt. Die dabei verwendete Minolta DiMAGE 7i mit einer Objektivbrennweite von 50 mm und einer gewählten Belichtungszeit von vier Sekunden wurde zu diesem Zweck von Thomas Schanz bereitgestellt. Des Weiteren wurden die Abbildungsparameter dieser Kamera mit dem in Kapitel 3.4.1 beschriebenen Versuchsaufbau ermittelt. Die Abstimmung des Schwellenwertes der Quellenerkennung auf die Grenzhelligkeit der im Flugkatalog enthaltenen Sterne von bis zu $5^m.00$ ließ sich mit Hilfe der Software 'STARS' durch automatisches Abzählen der Quellen in den Aufnahmen erreichen. Mit der auf diese Weise kalibrierten Software ließen sich im Schnitt 40 Quellen pro Bild detektieren und von diesen etwa je 60 % identifizieren (Probleme bei Positionen am Bildrand - *s. Kap. 5.5*). Der bei der Auswertung der Aufnahmen errechnete Azimutwinkel stimmte dabei bis auf 0.005° mit dem der simulierten Aufnahmen überein. Die Rechenzeit der Software auf einem Pentium-III Prozessor mit 800 MHz Taktfrequenz lag zwischen einer und zwei Sekunden.

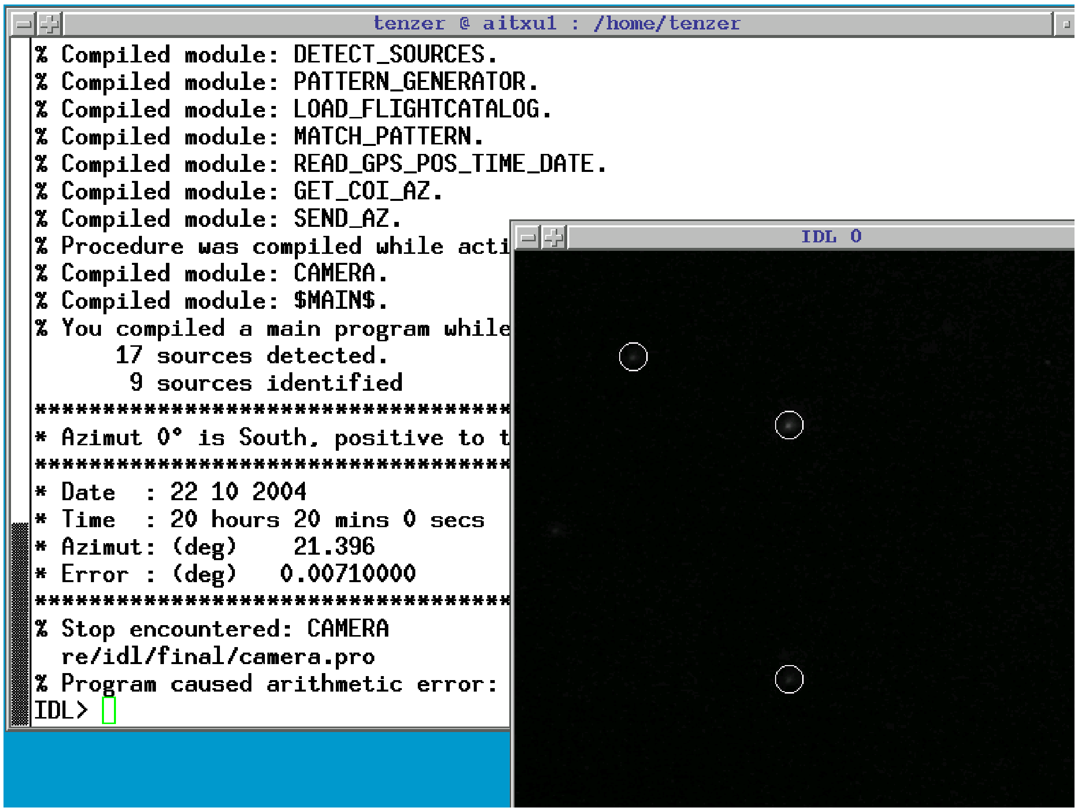


Abbildung 6.1: *Die Software der Sternkamera in ihrer ersten lauffähigen Version für IDL mit den Modulen 'Erkennung', 'Identifizierung' und 'Azimutberechnung'.*

Mit dem Erhalt der EOS-10D von Canon konnte die Integration der Automatisierung der Aufnahmeerstellung in die Software erfolgen. Dabei wurde die Software von Linux auf Windows und von IDL auf C++ portiert. Die aktuelle Software (*s. Abb. 6.2*) bietet zur besseren Übersicht während der Testphase eine grafische Benutzeroberfläche. Darauf sind Einstellmöglichkeiten für die Aufnahmeparameter sowie eine Status- und Ergebnisanzeige zu finden. Das Ansteuern und Auslesen der Kamera per Software erfolgt wie vorgesehen über die USB-Schnittstelle.

Die in der Woche vom 13. bis 17.09.2004 durchgeführten TEMPERATURTESTS ergaben, dass der Betrieb der Kamera bei Temperaturen unter -10°C nicht gewährleistet ist. Daher empfiehlt sich die Montage an Bord der Ballongondel in einem evtl. beheizten isolierten Gehäuse.

Am 21.10.2004 stand schließlich auch das designierte OBJEKTIV für die Kamera zur Verfügung. In den folgenden Tagen wurden nochmals zwei Testreihen mit je 40 Aufnahmen durchgeführt, sowie die Abbildungseigenschaften des Kamera-Objektiv-Verbundes vermessen. Die Ergebnisse der Auswertung der Aufnahmen erlaubten eine Reduzierung der notwendigen Belichtungszeit von vier auf eine Sekunde. Diese Tatsache ist auf die hohe Lichtstärke des Objektivs zurückzuführen.

Die Übertragungszeit einer Aufnahme von der Kamera zum PC beträgt vier bis fünf Sekunden (USB 1.1 Schnittstelle der Kamera) und die Laufzeit der Kamerasoftware in C++ ca. drei bis vier Sekunden auf einer 600 MHZ Pentium-III CPU, so dass die GESAMTDAUER vom Erstellen einer Aufnahme bis zur Ausgabe des Azimutwinkels auf etwa acht bis zehn Sekunden zu beziffern ist. Dieser Wert könnte durch Optimierung der Software und die Durchführung weiterer Testreihen - nachdem die Kamera an der Gondel montiert wurde - noch auf gut die Hälfte reduziert werden. Ansatzpunkte hierfür sind: Verringerung der Auflösung der Aufnahmen, Verbesserung des Mustererkennungsalgorithmus und evtl. weitere Verkürzung der notwendigen Belichtungszeit (z.B. unter Annahme besserer Bedingungen in der Atmosphäre).

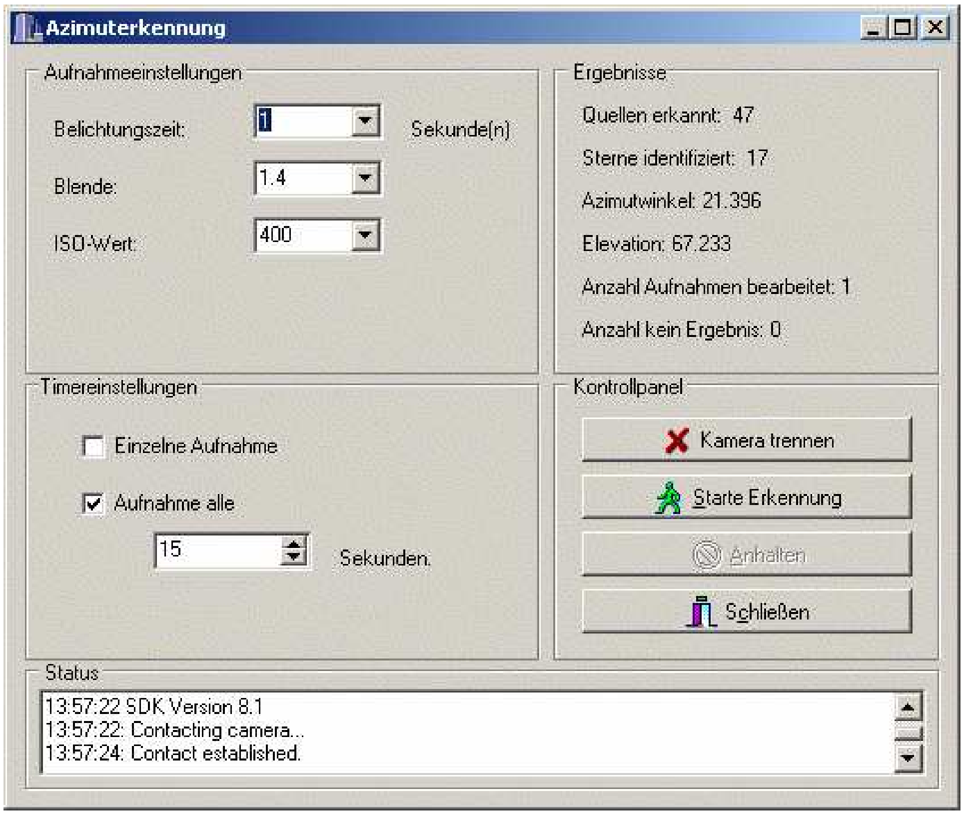


Abbildung 6.2: *Grafische Benutzeroberfläche der fertigen Sternkamerasoftware für den Bordrechner der Gondel.*

Teil II

Digitale Steuerelektronik

Kapitel 7

Modernes Elektronikdesign

Die Entwicklungsrichtung beim Design von Elektronik-Komponenten für wissenschaftliche und industrielle Anwendungen tendiert seit Jahren klar zu immer stärker miniaturisierten Bausteinen. Durch die bessere Reproduzierbarkeit bei der Herstellung, die höhere Zuverlässigkeit und die Kompatibilität zu IT-Systemen hat die Digitaltechnik die analoge Elektronik auch bei Steuerungsanwendungen längst abgelöst. Daher beschäftigt sich Elektronikdesign heute fast ausschließlich mit dem Entwurf digitaler Schaltungen.

7.1 Digitale Hardware-Elemente

Ein weiterer Vorteil digitaler Elektronik-Hardware besteht darin, dass sich komplexe Schaltungsfunktionen mit Hilfe mathematischer Formeln beschreiben und aus einfachen, kostengünstig herstellbaren Elementen aufbauen lassen. Einige dieser Grundbausteine digitaler Schaltungen sollen in diesem Abschnitt kurz vorgestellt werden.

7.1.1 IC und ASIC

Ein IC (INTEGRATED CIRCUIT) ist ein nur wenige Millimeter großer Chip-Baustein, der, je nach Funktion, aus bis zu Millionen von Halbleiterelementen - zumeist Transistoren - aber auch aus passiven Komponenten wie Kondensatoren aufgebaut ist. ICs zeichnen sich durch ihre geringen Abmessungen, ihre Zuverlässigkeit, kurze Schaltzeiten und Eignung zur Massenproduktion aus. Welche Funktion ein bestimmter IC später ausführt, wird bereits beim Entwurf festgelegt und kann nicht mehr verändert werden. Somit entstanden im Laufe der Zeit riesige Sortimente unterschiedlicher ICs für alle nur denkbaren Anforderungen - von einfachen Gattern[1] bis zu den heute in Handys und Computern verwendeten Mikroprozessoren. Die bekannteste und am weitesten verbreitete Baureihe ist die 74-TTL[2]-Familie, in der viele digitale Grundschaltungen enthalten sind, die vom Entwickler zu komplexen Anwendungen auf PCBs[3] verdrahtet werden können. Aber auch analoge und sogenannte 'mixed signal'-Schaltungen (analog *und* digital) sind als IC erhältlich.

Als ASIC (APPLICATION-SPECIFIC INTEGRATED CIRCUIT) bezeichnet man einen IC, der - im Gegensatz zu den sonst beliebig einsetzbaren ICs - gezielt für eine bestimmte Anwendung entworfen und hergestellt wurde. Der Herstellungsprozess geht meist von einem ULA[4] aus, das aus einer Vielzahl von STANDARD-CELLS[5] besteht. Die designierte Funktion des ASIC wird dann am Computer entworfen und von einem Compiler aus auf dem ULA vorhandenen standard-cells als sogenannte GATE-LEVEL NETLIST rekonstruiert. In einem PLACE AND ROUTE genannten Verfahren wird dann diese Netlist im ULA umgesetzt, d.h. die standard-cells werden möglichst optimal (Signallaufzeiten betreffend) miteinander verknüpft. Diese Methode hat den Vorteil, dass ULAs in großen Stückzahlen, also kostengünstig hergestellt und Entwurf und Funktionalitätsprüfung am Computer zeitsparend durchgeführt werden können. Um noch kürzere

[1] digitale Grundschaltungen wie AND, OR, NAND, Inverter oder FlipFlops (engl.: gate)

[2] TTL - Transistor-Transistor-Logik: Schaltungstechnik für logische Schaltungen

[3] PCB - Printed Circuit Board (dt.: Platine, Leiterplatte)

[4] ULA - Uncommitted Logic Array: Chip mit einer Matrix aus Gattern oder standard-cells, die später vom Entwickler miteinander durch INTERCONNECT MASKS verbunden werden und so die Funktion des Chips bestimmen

[5] standard-cell: Aus wenigen Gattern (z.B. NAND, XOR und Inverter) bestehende Zelle

Schaltzeiten zu erreichen, werden Schaltungen für ASICs aber auch häufig direkt (*'full custom'*) aus Transistoren aufgebaut. Für kleinere Anwendungen oder die Herstellung geringer Stückzahlen wurden ASICs bereits von den immer mehr Platz bietenden und schneller werdenden FPGAs (s.u.) abgelöst.

7.1.2 FPGA und CPLD

Ein FIELD-PROGRAMMABLE GATE ARRAY (FPGA) ist eine Form des ASIC, bei der die Programmierung erst nach dem Herstellungsprozess vom Anwender vorgenommen wird. Je nach Technologie (Antifuse[6], EPROM[7], FLASH[8]) ist es ein bis mehrere tausend mal (re-)programmierbar. FPGAs sind ihren ASIC-Gegenstücken derselben Funktionalität in puncto Schaltzeiten und Leistungsaufnahme unterlegen, haben jedoch den Vorteil kürzerer Entwicklungszeiten und geringerer Herstellungskosten. Oft wird der Weg gewählt, nach der Testphase der Hardware eine exakte Kopie des FPGA als ASIC herzustellen und so die Vorteile beider Technologien auszunutzen. Um das Verhalten eines FPGAs zu definieren, werden die im nächsten Abschnitt näher erläuterten Hardware-Designwerkzeuge eingesetzt, um eine Netlist zu erstellen und diese dann in das FPGA zu übertragen.

In ein modernes FPGA lassen sich auch noch so komplexe Strukturen, wie z.B. Prozessor-Architekturen laden, so dass sich FPGAs hervorragend für Hardware-Entwicklung und -Tests eignen. Die Idee, die Programmierung während der Laufzeit zu verändern und an die anstehende Aufgabe anzupassen, um so eine optimale Performance bei zeitkritischen Anforderungen, wie z.B. digitaler Video- und Audio-Signalverarbeitung zu erreichen, hat FPGAs in letzter Zeit in diesem Bereich weitere Einsatzgebiete erschlossen.

Im Gegensatz zu dem aus standard-cells aufgebauten FPGA besteht ein CPLD (COMPLEX PROGRAMMABLE LOGIC DEVICE) aus sogenannten MAKROZELLEN, von denen jede für sich fähig ist, eine boolesche Operation[9] auf ihren binären Inputwerten auszuführen und das Resultat am Output-Port auszugeben, bzw. bis zum nächsten CLK-Cycle in einem Flipflop zu speichern. Allerdings ist es aufgrund ihrer internen Struktur oft nicht möglich, beliebige Makrozellen miteinander zu verknüpfen, so dass häufig Hardware-Designs sich nicht in ein gegebenes CPLD einpassen lassen, obwohl viele Makrozellen noch nicht belegt sind. Den intern flexibleren FPGAs wird für umfangreiche, registerlastige Projekte (die viele Verknüpfungen erfordern) gern der Vorzug gegenüber den nicht so flexiblen, dafür aber effektiver und vorhersagbarer arbeitenden CPLDs gegeben.

7.1.3 Digitale Signalprozessoren

Ein digitaler Signalprozessor (DSP) ist ein auf Signalverarbeitung in Echtzeit spezialisierter Mikroprozessor mit einem für diese Aufgabe optimierten Befehlssatz. DSPs sind seit 1979 als Einzelchip erhältlich und haben seither stark an Bedeutung gewonnen. Ihre enorme Leistungsfähigkeit bei der Signalverarbeitung hat in letzter Zeit auch die Prozessorentwicklung der CPUs[10] für handelsübliche PCs beeinflusst, (z.B. die MMX-Erweiterung) wo Bild- und Videoverarbeitung immer mehr in den Vordergrund rücken. Auch zur Verarbeitung von Signalen in der Röntgenastronomie, z.B. für die Satellitenmissionen DUO[11] und MIRAX mit Tübinger Beteiligung, ist die Verwendung von DSPs vorgesehen. Sie sollen unter anderem die Aufgabe des Event-Preprozessors [Schanz(2001)] für MIRAX, dessen Implementation bisher in Form eines ASIC geplant war, übernehmen. Zwar würden die meisten der aktuellen Mikroprozessoren diesem Zweck auch gerecht, doch sind sie im Gegensatz zu DSPs nicht in strahlungsharten Ausführungen zu erhalten. Da DSPs im Grunde auch nur Mikroprozessoren sind, können Programme dafür in Programmiersprachen wie C++ oder in Maschinensprache geschrieben werden. Somit sind ihrer Verwendbarkeit eigentlich keine Grenzen gesetzt.

7.2 Hardware-Designwerkzeuge

Mit der Evolution der Hardware-Elemente wurden auch die für deren Entwicklung verwendeten Design-Werkzeuge an die neuen technischen Herausforderungen und Möglichkeiten angepasst. Elektronische Schal-

[6] irreversible Programmierung nach dem umgekehrten Prinzip einer Sicherung
[7] Eraseable Programmable Read-Only Memory - mit UV-Licht lösch- und anschließend wiederbeschreibbare Speicherbausteine
[8] elektronisch lösch- und beschreibbare Speichertechnologie
[9] AND, OR, NAND, etc.
[10] CPU - Central Processing Unit
[11] DUO - Dark Universe Observatory

tungen, die früher noch am Reißbrett entworfen wurden, werden heute mit CAD-Software[12] am Computer geplant. In Entwicklungsumgebungen eingebettete Design-Editoren und Hardware-Beschreibungssprachen bieten dabei die Möglichkeit, Schaltungen zu entflechten (ROUTING), Platinenlayouts anzufertigen und die fertigen Entwürfe per Simulation auf Funktionalität und Korrektheit zu überprüfen, *bevor* sie als Hardware realisiert werden.

7.2.1 Schematics

Moderne Design-Editoren (engl.: *schematics editor*) stellen umfangreiche Bibliotheken mit grafischen Darstellungen von Elektronik-Bausteinen bereit, die per Mausklick auf eine Zeichenfläche gezogen und dort zu komplexen Schaltungsdesigns arrangiert werden können. Diese Bibliotheken, die sowohl gängige Standard-Elemente als auch High-End-Komponenten enthalten, lassen sich über das Internet ständig erweitern und aktualisieren. Die fertigen Schaltungen können anschließend analysiert und ihr Verhalten mit Testsignalen simuliert werden. Einige Editoren bieten nützliche Funktionen, z.B. das Design zu einem Platinenlayout zu verarbeiten, oder daraus (wenn möglich) Netzlisten zur Programmierung von FPGAs oder CPLDs zu erstellen.

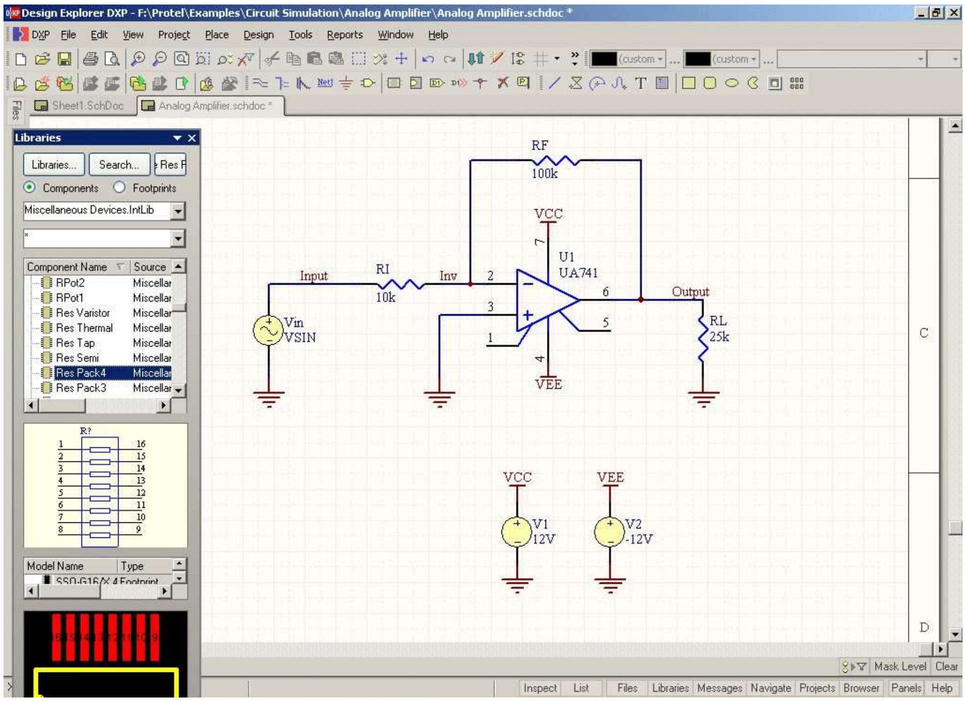


Abbildung 7.1: *Schematics-Design eines Analog-Verstärkers. Der verwendete Altium Design Explorer ist eine weit verbreitete, professionelle Entwicklungsumgebung für Hardware-Design, die mit einer großen Menge an Tools - wie dem hier abgebildeten Schematics-Editor - und Bibliotheken aufwarten kann.*

7.2.2 Hardware-Beschreibungssprachen

Eine Alternative zum grafischen Design stellen mächtige Hardware-Beschreibungssprachen (HDLs[13]) dar, mit denen ganze Schaltungen oder auch nur einzelne Hardware-Bausteine in Form eines MODELLS beschrieben werden. Der Vorteil gegenüber schematics besteht darin, dass nicht nur bestehende Bausteine miteinander zu neuen Anwendungen verbunden, sondern auch die Funktion eigener Bausteine durch logische, evtl. taktgesteuerte Verknüpfung von Ein- und Ausgangssignalen in einem Programm definiert werden können. Ähnlich dem Vorgehen bei Programmiersprachen werden dabei in einem gewöhnlichen Texteditor mit speziell dafür entwickelter Syntax Komponenten aus Bibliotheken instanziiert, Funktionen aufgerufen und Variablen Werte zugewiesen. Das fertige Design wird mit einem Hardware-Compiler zur

[12] CAD - Computer Aided Design
[13] HDL - Hardware Description Language

Netzliste synthetisiert. Auch für HDLs existieren Entwicklungsumgebungen, die die Analyse und Simulation des Designs vor der Hardware-Implementation erlauben.

7.2.3 Hardware-Synthese

Als Hardware-Synthese bezeichnet man den Entwicklungsweg von der abstrakten Beschreibung der Hardware bis zur physikalischen Realisierung in einem FPGA oder CPLD (*s. Abb. 7.2*).

Zumeist unterscheidet man die folgenden vier Stufen oder Ebenen der Synthese:

(A) DESIGN-ENTRY:
Auf dieser Ebene wird der Entwurf zuerst als abstraktes geometrisches (schematics) oder mathematisches (HDL) Modell angefertigt, dann in einem iterativen Prozess verifiziert und simuliert. Zu diesem Zweck existiert heute leistungsstarke Software, da Änderungen, die erst auf tieferen Ebenen vorgenommen werden, mit erheblichem Zeit- und Kostenaufwand verbunden sind.

(B) TECHNOLOGIEMAPPING:
Hier wird die Ziel-Hardware für die Umsetzung des Modells ausgewählt. Es wird entschieden, ob die Schaltung in einem ASIC, CPLD oder FPGA realisiert wird und welcher Baustein-Typ von welchem Hersteller eingesetzt werden soll. Das Schaltungs-Modell wird dann auf die Standard-, bzw. Makrozellen des verwendeten Bausteines abgebildet.

(C) PLACE & ROUTE:
Nach der Auswahl der Ziel-Hardware kann nun die Verdrahtung der einzelnen Primitivzellen untereinander und nach außen hin festgelegt werden. Von dieser Verdrahtung hängt in hohem Maße der Platzbedarf im Baustein, seine maximale Arbeitsfrequenz (aufgrund der Signallaufzeiten) und damit letztlich auch die Realisierbarkeit des Projektes mit dem gewählten Ziel-Baustein ab. Daher sollten (FPGA), bzw. müssen (ASIC) auf dieser Ebene erneut sogenannte BACK ANNOTATED GATE-LEVEL SIMULATIONS durchgeführt werden. Diese Simulationen bieten eine zuverlässige Beurteilungsgrundlage für die Leistungsfähigkeit des Endproduktes, da auch die internen Signallaufzeiten simuliert werden (TIMING SIMULATION).

(D) HARDWARE:
Nach der Synthetisierung finden hier die abschließenden Tests mit der bereits programmierten Hardware statt. Werden hier noch Fehler entdeckt oder Änderungen vorgenommen, so ist ein erneutes Durchlaufen aller Ebenen notwendig, was zumeist mit enormem Aufwand und mit sehr hohen Kosten (im Fall von ASICs) verbunden ist.

7.3 VHDL

Die Abkürzung VHDL steht für VHSIC[14] Hardware Description Language. VHDL enthält viele Elemente der gängigen, prozedural arbeitenden Programmiersprachen, erweitert um die Parallelität der PROZESSE (*s. Abschnitt 7.3.2.1*) und weiterer typischer Konstrukte für den Hardware-Schaltungsentwurf. Auch die Syntax ist durchaus vergleichbar mit der höherer Programmiersprachen, so dass Entwicklern mit fundierten Programmierkenntnissen der Neueinstieg in *modernes* Hardware-Design mit VHDL leichter fällt, als Entwicklern mit klassischem Elektronik-Know-how. VHDL wurde seit 1983 von Intermetrics, IBM und Texas Instruments entwickelt und 1987 vom IEEE[15] standardisiert.

7.3.1 Konzept der Sprache

VHDL bietet die Möglichkeit zur vollständigen Beschreibung einer digitalen[16] elektronischen Schaltung. Sowohl deren *Struktur* (Aufbau aus einzelnen Komponenten und deren Verdrahtung miteinander), als auch

[14] VHSIC - Very High Speed Integrated Circuit
[15] IEEE - Institute of Electrical and Electronics Engineers
[16] Bestrebungen zur Erweiterung der VHDL-Norm auf analoge Schaltkreise führten zu AHDL, einer Sprache, die die Modellierung mit wert- und zeitkontinuierlichen Signalen gestattet.

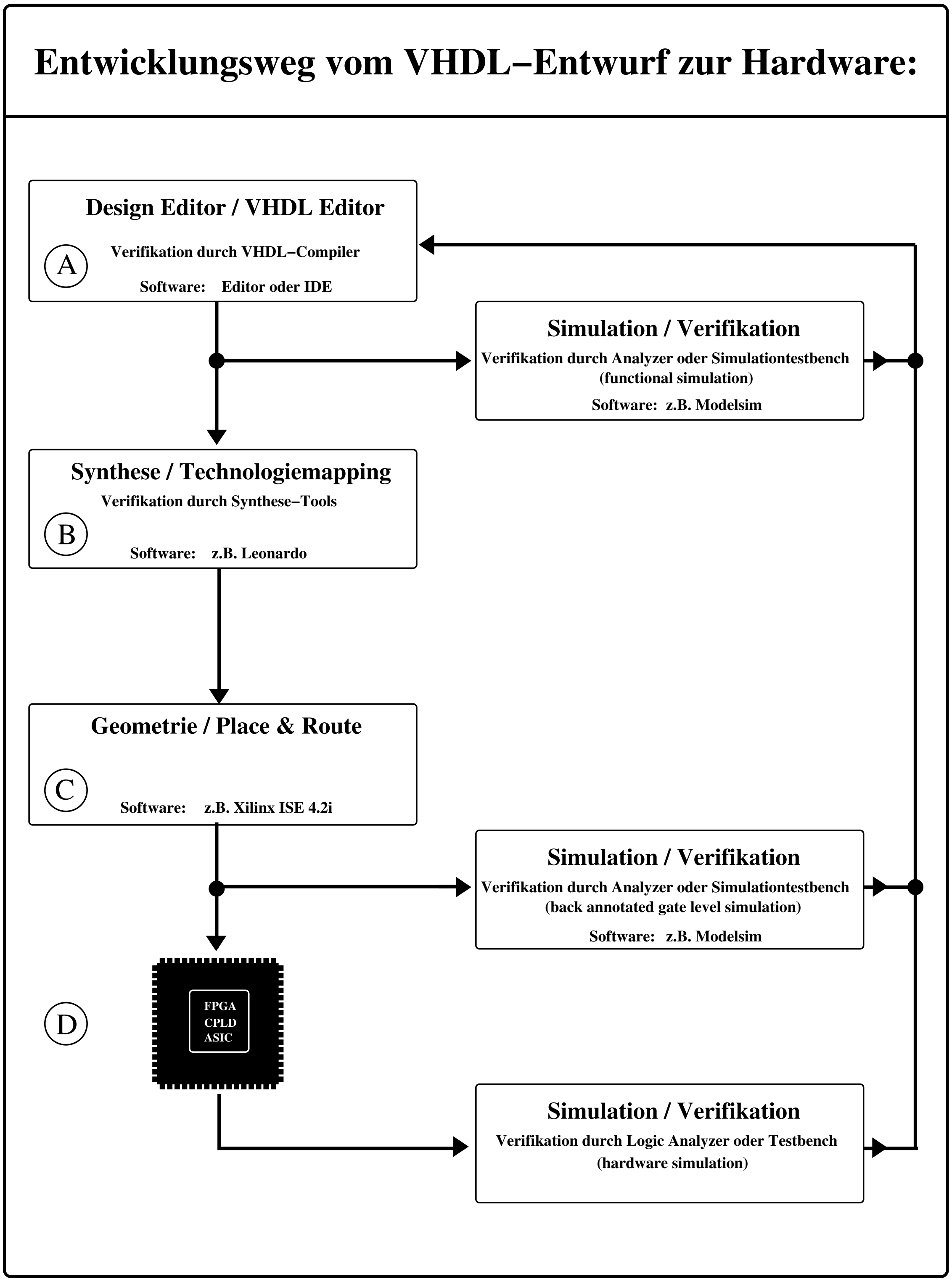


Abbildung 7.2: *Hardware-Synthese: Die auf dem Weg zur fertigen Hardware durchlaufenen Design-Ebenen und Simulations-Loops.*

die *Funktion* (Beschreibung mit Hilfe von logischen Operatoren) lassen sich in einem Entwurf abbilden. Ein VHDL-Design ist von den verwendeten Hard- und Software-Komponenten unabhängig; es kann problemlos zwischen Entwicklern mit verschiedenen Systemplattformen und Ziel-Hardwares ausgetauscht werden.

Jedes VHDL-Design ist in einen ENTITY-Teil und mindestens eine ARCHITECTURE unterteilt. Sind mehrere Architectures für eine Schaltung im Entwurf vorhanden, wird noch eine CONFIGURATION - Anweisung benötigt, die die Auswahl zwischen den Architectures erlaubt. Dieser Grundaufbau eines VHDL-Designs ist in Abb. 7.3 schematisch gezeigt.

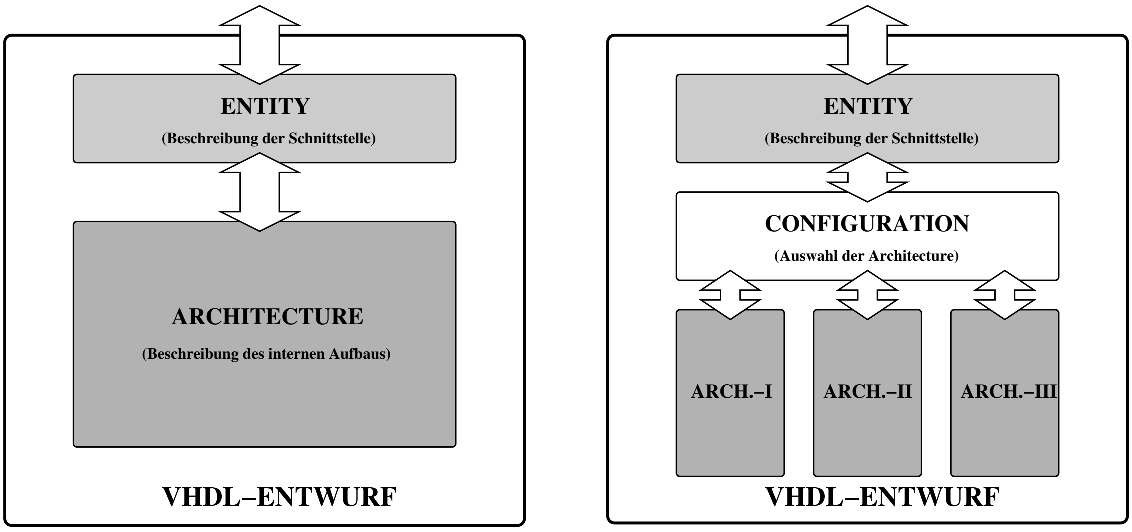


Abbildung 7.3: *Aufbau eines VHDL-Designs mit nur einer* ARCHITECTURE *(links) und mit* CONFIGURATION *für mehrere Architectures (rechts). Auch bei mehreren Architectures in einem Entwurf verwenden alle dieselbe* ENTITY.

Im ENTITY-Teil wird die Schnittstelle des Entwurfes nach außen hin beschrieben. Dazu werden alle Ein- und Ausgänge der zukünftigen Hardware mit ihren jeweiligen Signaltypen spezifiziert, unabhängig davon, ob es sich um das Design eines FPGA, eines IC oder einer ganzen Platine handelt.

Die ARCHITECTURE beinhaltet die interne Beschreibung des Entwurfes. Man unterscheidet dabei die in den nächsten Abschnitten erläuterte funktionelle und die strukturale Modellierung.

Mit der CONFIGURATION kann der Entwickler aus mehreren (falls vorhanden) internen Architectures auswählen und diese dann z.B. bei der Simulation gegeneinander bewerten. Ist (wie bei den meisten Anwendungen der Fall) nur eine Architecture vorhanden, so wird der Configuration-Teil optional.

7.3.2 Funktionelle Modellierung

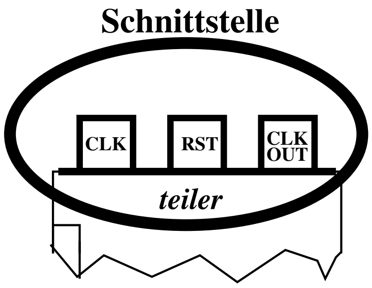
Die funktionelle Beschreibung dient der Modellierung eines einzelnen Bauteiles. Dabei entspricht die Entity sozusagen dessen Sockel, die Architecture hingegen beschreibt den Ablauf im Inneren, dessen *Verhalten* (daher wird oft auch die Bezeichnung *Verhaltensmodellierung* verwendet). Dieses Verhalten wird durch die logische Verknüpfung von SIGNALEN festgelegt. Signale können - genau wie die ebenfalls in VHDL existierenden Variablen - jederzeit gelesen und neu zugewiesen werden. Sie verhalten sich jedoch etwas 'hardwarenaher' als jene, da die Zuweisungen parallel und nicht in sequenzieller Abfolge ausgeführt werden. Zudem lässt sich auf Werte des Signales in der Vergangenheit zurückgreifen, sowie auf seinen zukünftigen Verlauf Einfluss nehmen.

7.3.2.1 Prozesse

Eine zentrale Position bei der funktionellen Beschreibung von Hardware nehmen die PROZESSE ein. Sie werden durch Veränderung von selektierten Signalen gestartet (*'getriggert'*) und arbeiten wie ein Computerprogramm eine Befehlssequenz ab. Dabei modifizieren sie wiederum andere Signale, die die Ausgabe des Prozesses darstellen.

Schnittstelle (entity)

```
ENTITY teiler IS
   PORT ( CLK        : IN std_logic;
          RESET      : IN std_logic;
          CLK_OUT    : OUT std_logic
        );
END teiler ;
```



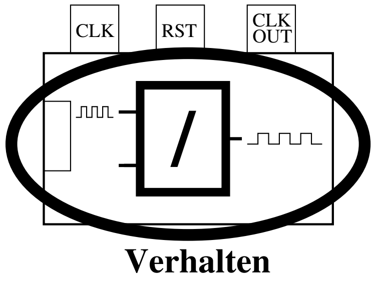
Architektur (architecture)

```
ARCHITECTURE Verhalten   OF teiler  IS
SIGNAL COUNT : integer range 0 to 7;
BEGIN
 main: PROCESS (CLK, RESET)
  begin
   if RESET = '1' then
     COUNT <= '0';
     CLK_OUT<= '0';
   else
     if CLK'event then
       if COUNT < 4 then
         CLK_OUT <= '0';
       else
         CLK_OUT <= '1';
       end if;
     if COUNT > 6 then
       COUNT <= 0;
     end if;
     COUNT <= COUNT + 1;
    end if;
   end if;
  end process;
 END Verhalten;
```

Deklarationsteil

Prozess−Header

Anweisungsteil



Signalverlauf

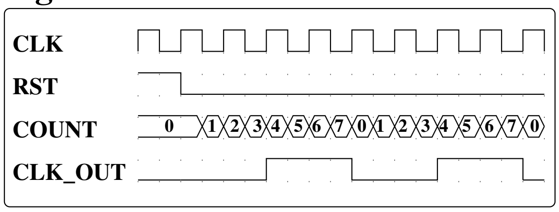


Abbildung 7.4: *Veranschaulichung des Prinzips der funktionellen Modellierung, sowie des Aufbaus eines Prozesses.*

Einige wichtige Eigenschaften von Prozessen:

- Prozesse ermöglichen den Übergang von statischen zu dynamischen, steuerbaren Logikschaltungen.
- Prozesse in VHDL bestehen aus einem Prozess-HEADER und einem Anweisungsteil.
- Sie werden durch Signale, die in der SENSITIVITY-LISTE im Header aufgeführt sind, oder durch WAIT-ANWEISUNGEN im Anweisungsteil gestartet.
- Prozesse können lokale Variablen verwenden, deren Wert sich im Moment der Zuweisung ändert.
- Es trifft zwar zu, dass die Anweisungen innerhalb eines Prozesses sequenziell abgearbeitet werden, die im Prozess manipulierten Signale hingegen werden alle erst nach Beendigung des Prozesses zugewiesen (DELTA-ZYKLUS).
- Prozesse sind parallele Strukturen, d.h. beliebig viele Prozesse können gleichzeitig starten oder ablaufen.
- Signale, die innerhalb eines Prozesses manipuliert werden, können (um die Parallelität zu realisieren) von keinem anderen Prozess verändert werden.

Abb. 7.4 zeigt sowohl den Aufbau eines funktionellen VHDL-Designs, als auch den Aufbau eines Prozesses. Im Header stehen der Prozess-Name und die Sensitivity-Liste (Inhalt der runden Klammern hinter dem Wort 'Process'). Diese enthält diejenigen Signale, auf deren Veränderung hin der Prozess gestartet wird. In diesem Beispiel wird also der Prozess 'main' mit jeder Flankenänderung der Signale 'CLK'[17] und/oder 'RESET' gestartet. Ein Reset kann den Prozess also unabhängig vom 'CLK'-Signal (*asynchron* zu CLK) starten. Würde 'RESET' aus der Sensitivity-Liste entfernt, so wird der Zustand dieses Signals nur bei jeder CLK-Flanke abgefragt und der Reset CLK-synchron durchgeführt.

Eine Reset-Bedingung sollte grundsätzlich für jeden Prozess existieren, damit bei aktivem Reset alle Signale und Variablen auf definierte Werte gesetzt werden können. Andernfalls kann es zu undefinierten Signal-Zuständen und damit zu unvorhersagbarem Verhalten der Elektronik kommen.

Der Anweisungsteil im Prozess 'main' führt ein solches Zurücksetzen von 'COUNT' und 'CLK-OUT' bei RESET = '1' aus. Ansonsten wird bei jedem Flankenwechsel von CLK das interne Signal 'COUNT' um eins erhöht. Erreicht es den Wert sieben, so wird es wieder auf null zurückgesetzt. Das Ausgabesignal des Prozesses ('CLK-OUT') nimmt den Wert '0' oder *'logic-low'* für Werte von 'COUNT' kleiner als vier an, sonst '1' oder *'logic-high'*. Der Prozess beschreibt also die Funktionsweise eines Frequenzteilers, der die Eingangsfrequenz um den Faktor vier erniedrigt.

Die Anzahl der Operationen in einem Prozess hat einen kritischen Einfluss auf die maximal erreichbare Arbeitsfrequenz eines Entwurfes. Das Synthese-Programm legt diese so fest, dass alle Befehle eines CLK-synchronen Prozesses auch innerhalb eines CLK-Zyklus abgearbeitet werden können. Aus diesem Grund ist es ratsam, komplexe Operationen auf mehrere Prozesse zu verteilen und diese z.B. durch eine Ablaufsteuerung oder ZUSTANDSAUTOMATEN zu koordinieren.

7.3.2.2 Zustandsautomaten

Eine weitere wichtige Struktur in der funktionellen Modellierung sind sogenannte Zustandsautomaten oder FSMs[18]. Eine FSM ist eine Logikschaltung, die gesteuert durch pulsartige oder häufig auch periodische externe Signale eine Abfolge von Zuständen durchläuft. Ihre Theorie bildet die Basis jedweder Form von Automation. Somit stellen sie auch ein zentrales Konzept bei der Entwicklung von digitalen Anwendungen mit VHDL dar. In VHDL werden FSMs durch Prozesse repräsentiert.

Bestandteile einer FSM sind ein Speicher, in dem der aktuelle Zustand festgehalten wird, ein ÜBERGANGSSCHALTNETZ, das den Wechsel zwischen diesen Zuständen regelt und ein AUSGANGSSCHALTNETZ, das in Abhängigkeit vom aktuellen Zustand Signalen Werte zuweist.

Als einfachstes Beispiel für eine FSM-Anwendung wird in der Elektronik gerne eine Ampelschaltung angeführt. Dabei sollen die vier Ampeln einer Verkehrskreuzung abwechselnd je einer Straße die Durchfahrt freigeben und für die andere Straße 'rot' zeigen. Um mit dem vorher beschriebenen Ablauf des VHDL-Design-Prozesses vertraut zu werden, wurde eine solche Schaltung als Einstieg in diesen zweiten Teil der Diplomarbeit von mir konstruiert und um eine Fußgängerampel mit Drucktaster erweitert (*s. Abb. 7.6*)

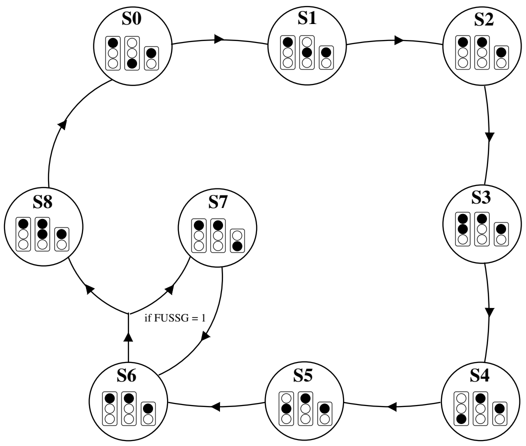


Abbildung 7.5: *Abfolge der Zustände S0 bis S8 der Ampelschaltung, die jeweils nach mehreren Sekunden ineinander übergehen, wobei die Phasen, in denen eine Ampel 'grün' zeigt, um einen beliebigen Faktor 'k' verlängerbar sind. Nach Zustand S6 verzweigt das Übergangsschaltnetz einmalig zu S7 und wieder zurück zu S6, wenn der Fußgängertaster gedrückt wurde.*

[17] CLK - mit diesem Kürzel bezeichnet man für gewöhnlich ein externes Oszillatorsignal, das zur Prozesssteuerung verwendet wird.
[18] FSM - Finite State Machine (dt.: Endlicher Zustandsautomat)

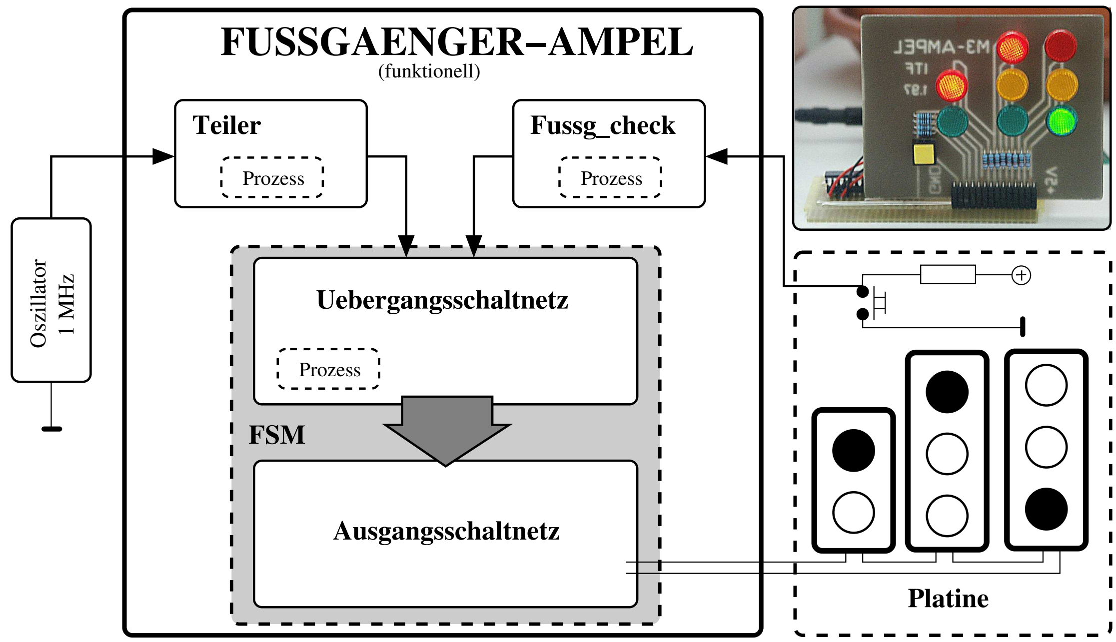


Abbildung 7.6: *Blockschaltbild einer Ampelschaltung mit Fußgängerüberweg - realisiert als FSM.*

7.3.3 Strukturale Modellierung

Die Architecture der strukturalen Modellierung beschreibt die Verdrahtung von Bauteilen ('COMPONENTS') auf einer Leiterplatte, ähnlich wie beim Design mit schematics. Die Entity entspricht hier dem Platinenstecker.

7.3.3.1 Components

Als 'Component' bezeichnet man einen vollständigen VHDL-Entwurf aus einer vorhergehenden Entwicklungsphase oder einer vorgefertigten Bibliothek. Components können auch ihrerseits strukturale Beschreibungen sein und selbst wieder Components enthalten. Auf diese Weise entsteht bei umfangreichen Projekten eine Hierarchie von Entwürfen, deren Abstraktionsgrad nach oben hin zunimmt (*s. Abb. 7.7*). Dabei ist die unterste Ebene immer funktionell modelliert, die oberste rein struktural. In den Zwischenebenen ist es möglich, funktionelles und strukturales Design (auch innerhalb eines Entwurfes) zu vermischen.

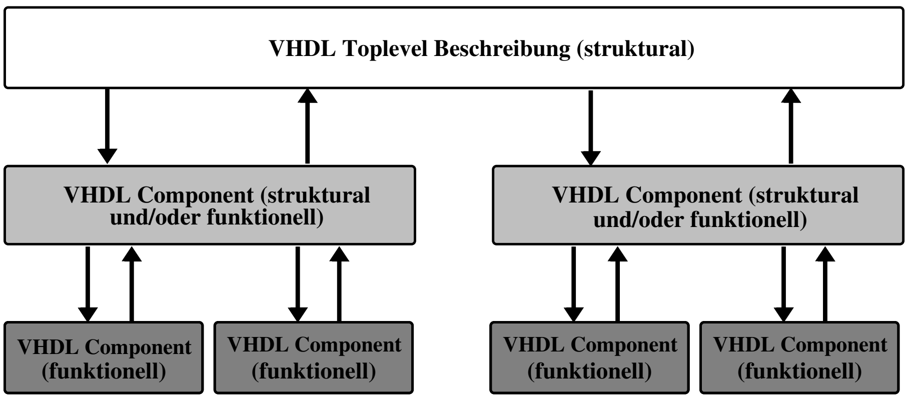


Abbildung 7.7: *Hierarchie eines VHDL-Projektes.*

Components werden im Deklarationsteil der Architecture mit ihrer vollständigen Entity deklariert und dann im Anweisungsteil instantiiert. Mit einer 'PORT MAP' werden die Signale der Components untereinander und auch mit der Entity des Entwurfes verknüpft.

7.3.3.2 Das Generate-Konstrukt

Soll eine Component mehrfach instantiiert werden, wie z.B. eine Reihe FlipFlops für einen Zähler, so lässt sich diese Arbeit mit der GENERATE-Anweisung automatisieren. Innerhalb einer Schleife wird dabei die gewünschte Anzahl Components generiert, wobei sich über die Port Maps Ein- und Ausgänge entsprechend miteinander verknüpfen lassen. In vielen Fällen ist jedoch eine funktionelle Beschreibung einfacher und platzsparender als die zahlreiche Instantiierung von Components.

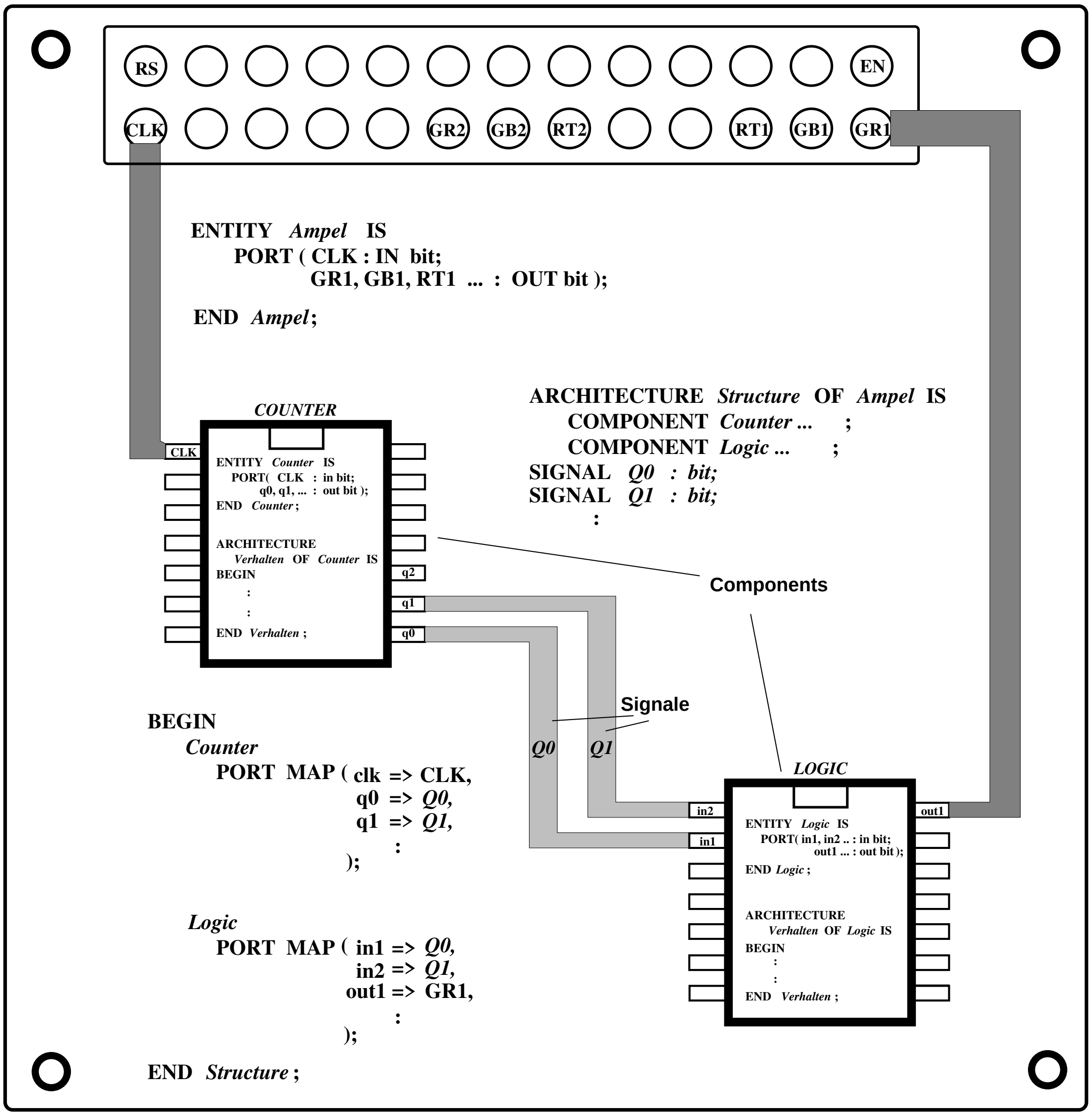


Abbildung 7.8: *Entwurf einer Ampel-Schaltung als Beispiel für strukturale Modellierung.*

Der Einsatz beider Modellierungstechniken (funktionell und struktural) ermöglicht die Aufteilung der Aufgaben einer Schaltung in separate funktionelle Gruppen. Diese können in getrennten Arbeitsprozessen oder in verschiedenen Teams entwickelt und getestet werden. Es entsteht eine Art Baukastenprinzip, mit dem komplexe Schaltungen aus einfacheren Modulen zusammengefügt werden können.

Kapitel 8

Die Steuerelektronik

In diesem Kapitel wird die Hardware vorgestellt, die sich an Bord der Ballongondel befindet. Dabei soll der Schwerpunkt auf der Steuerelektronik liegen, deren digitaler Teil im Rahmen dieser Arbeit entworfen wurde und eine wichtige Komponente bei der Zusammenarbeit der Steuerungssysteme an Bord darstellt.

8.1 Übersicht

Die für das Ballonexperiment verwendete Steuerelektronik (grau hinterlegt in Abbildung 8.1) wurde komplett am IAAT konzipiert und von den Mechanikern und Elektronikern am Institut gebaut. Es handelt sich dabei um eine größtenteils autark arbeitende Box mit internen Schnittstellen zu Sensoren und Motoren, einer externen 28V Stromversorgung und einer USB-Verbindung zum Bordcomputer.

Die Steuerelektronik ist aus den folgenden Modulen aufgebaut:

- RELAIS UND SPANNUNGSWANDLER:
  Mittels der Relais kann per Telemetrie für die gesamte Steuerungselektronik oder nur für einzelne Komponenten (Torquermotor, Sonnensensor, ...) die Stromzufuhr zu- oder abgeschaltet werden. Die Spannungswandler transformieren die von den Batterien gelieferten 28V auf die von den verschiedenen Baugruppen benötigten 12V, -12V und 5V herunter.

- MOTORSTEUERKARTE:
  Die Motorsteuerkarte beinhaltet Schaltungen und Treiber zur Ansteuerung der Schrittmotoren 'Azimuth Drive' und 'Azimuth Stepper', sowie für den Gleichstrommotor 'Elevation Drive'.

- PHI/PHI-PUNKT-KARTE:
  Die Phi/Phi-Punkt-Karte dient der Ansteuerung des Torquermotors, der mit einer Schwungscheibe für die Stabilisierung der azimutalen Ausrichtung der Gondel sorgt. Als Eingangssignal wird die vom Regelmagnetometer gemessene Differenz zur Nord-Süd-Richtung des Erdmagnetfeldes verwendet. Je nach Größe, Richtung und Änderungsrate dieses Wertes wird die Schwungscheibe vom Torquermotor beschleunigt oder abgebremst und so eine Drehung der Gondel in die Gegenrichtung eingeleitet. Die Kennlinie der Regelung während dieser Drehung kann über zwei per Telemetrie konfigurierbare Operationsverstärker vorgegeben werden.

- ANALOG-DIGITAL-KONVERTER-KARTE (ADC-KARTE *s. Abb. 8.13*):
  Die ADC-Karte digitalisiert die ankommenden Signale der analog arbeitenden Sensoren (*s. Tab. 8.1*). Ihre Bestandteile werden im Verlauf des Kapitels detailliert beschrieben.

- DIGITALE INTERFACE-KARTE (DIF-KARTE *s. Abb. 8.12*):
  Die DIF-Karte ist das Herzstück der digitalen Steuerelektronik. Sie vermittelt zwischen der analogen Elektronik und dem Bordcomputer, der mit der Telemetrie verbunden ist. Ihr Entwurf und Aufbau bildet den zweiten Teil dieser Diplomarbeit.

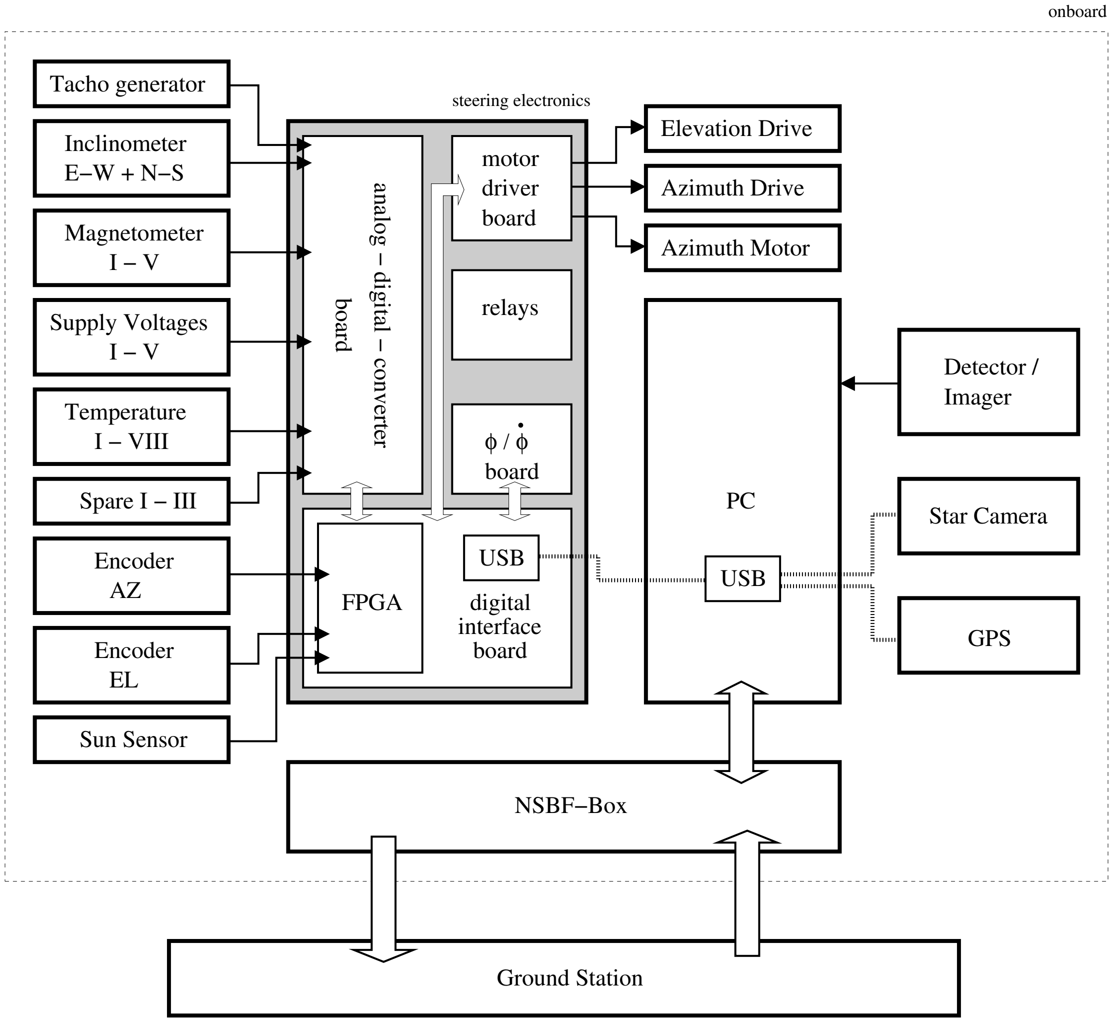


Abbildung 8.1: *Übersicht über die Vernetzung der Elektronikkomponenten an Bord der Ballongondel.*

8.2 Anforderungen an die digitale Interface-Karte

Die Aufgaben der digitalen Interface-Karte umfassen:

- Sammeln der Housekeeping(HK)-Daten:
  - Ansteuerung der analogen Multiplexer
  - Signalbereitstellung zum Betrieb des Analog-Digital-Konverters
  - Auslesen der seriellen Ausgabe des Konverters, anschließend Parallelisierung
  - Auslesen der Winkelcodierer für Elevation, Azimut und Sonnensensor, Umwandlung von Gray- in Binärcode, anschließend Parallelisierung
  - Lesen der Status-Bits aller Peripheriegeräte
- Formatierung der HK-Daten zu HK-Frames (32 x 16 Bit) und Übertragung zum Bordcomputer
- Ausführung der Kommandos, die vom Bordcomputer gesendet werden (8 x 16 Bit)
- Ausrichtungskontrolle in Elevation und Azimut
  - Berechnen der Differenz zwischen beabsichtigter und tatsächlicher Ausrichtung
  - Wahl der Geschwindigkeit und Richtung der Motoren für die daraus folgenden Korrekturen

Tabelle 8.1: *Liste der Sensoren an Bord der Ballongondel (mit Ausleseadressen).*

Sensorname	Aufgabenbeschreibung	Adresse
Tacho-Generatorspannung	Geschwindigkeit der Torquerscheibe	0x01
Inklinometer (O-W)	Magnetfeldsensor (Erdmagnetfeld)	0x02
Inklinometer (N-S)	Magnetfeldsensor (Erdmagnetfeld)	0x03
Kreuzmagnetometer I	Magnetfeldsensor (Erdmagnetfeld)	0x04
Kreuzmagnetometer II	Magnetfeldsensor (Erdmagnetfeld)	0x05
Regelmagnetometer (grob)	Magnetfeldsensor (Erdmagnetfeld)	0x06
Regelmagnetometer (fein)	Magnetfeldsensor (Erdmagnetfeld)	0x07
Regelmagnetometer (Eingangssignal)	Magnetfeldsensor (Erdmagnetfeld)	0x08
Primäre Versorgungsspannung (28 V)	Spannung der Batterie	0x0C
Primärer Stromsensor	Stromfluss von der Batterie	0x0D
Sekundäre Versorgungsspannung (+12 V)	Spannungsmesser	0x0A
Sekundäre Versorgungsspannung (-12 V)	Spannungsmesser	0x0B
Sekundäre Versorgungsspannung (+5 V)	Spannungsmesser	0x09
Temperatur Azimutmotor	Temperatursensor	0x0E
Temperatur Azimutdrive	Temperatursensor	0x0F
Temperatur Sonnensensor	Temperatursensor	0x10
Temperatur Steuerungselektronikbox	Temperatursensor	0x11
Temperatur Motordrive-Module	Temperatursensor	0x12
Temperatur Gondelrahmen	Temperatursensor	0x13
Temperatur Magnetometer	Temperatursensor	0x14
Temperatur CCD Camera	Temperatursensor	0x15

8.3 Die Komponenten der digitalen Steuerelektronik

In diesem Abschnitt sind alle Geräte im Detail beschrieben, die sich auf der DIF-Karte befinden oder eng mit dieser zusammenarbeiten.

8.3.1 Multiplexer

Ein MULTIPLEXER (MUX) ist ein elektronischer Schaltbaustein, der in seiner Standardausführung über mehrere Eingangsleitungen, aber nur eine Ausgangsleitung verfügt. Mit Adressierungsbits kann je eine der Eingangsleitungen ausgewählt und zum Ausgang durchgeschaltet werden.

Auf der Analog-Digital-Konverter-Karte (*s. Abb. 8.13*) befinden sich zwei Multiplexer des Typs ADG-526A der Firma Analog Devices mit jeweils 16 Eingängen, an denen die Ausgangswerte der Sensoren (*vgl. Tab. 8.1*) anliegen. Über die Adressierungsbits wird vom FPGA - der sich auf der digitalen Interface-Karte (*s. Abb. 8.12*) befindet - geregelt, welcher Sensormesswert zum Analog-Digital-Konverter (s. unten) durchgeschaltet wird (*s. Abb. 8.3*).

8.3.2 Analog-Digital-Konverter

Ein ANALOG-DIGITAL-KONVERTER (ADC) ist ein IC, das der am Eingang anliegenden analogen Spannungsdifferenz durch sukzessive Annäherung in nur wenigen Mikrosekunden einen binären Wert zuordnet. Die Ausgabe des auf diese Weise digitalisierten Eingangssignales kann zumeist wahlweise entweder über einen seriellen[1] oder über einen parallelen[2] Ausgang erfolgen.

Der für das Ballonexperiment verwendete ADC des Typs AD7892-1 der Firma Analog Devices, der sich ebenfalls auf der ADC-Karte befindet, kann Eingangsspannungen von -10 V bis +10 V bei einer Auflösung von 12 Bit digitalisieren (als Binärdarstellung eines Wertes zwischen 0 und 4095 ausgeben). Von Vorteil sind bei diesem ADC-Typ die kurze Konvertierungszeit von nur 1.47 μs und die geringe Leistungsaufnahme von typischerweise 60 mW.

[1] Die Datenübertragung erfolgt auf einer Leitung in aufeinander folgenden Bitsequenzen.

[2] Die einzelnen Bits eines Wertes sind auf entsprechend viele Leitungen verteilt.

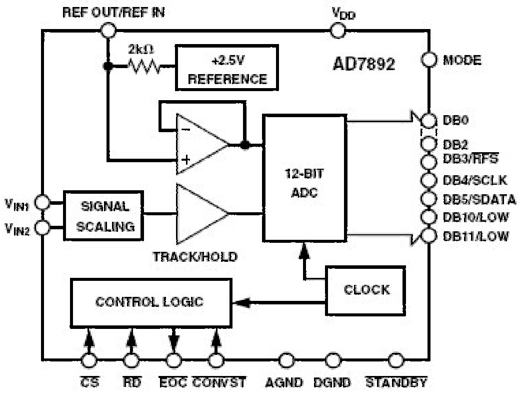


Abbildung 8.2: *Funktionelles Blockdiagramm des ADC. Links die Eingänge V_{in1} (-10 V bis +10 V) und V_{in2} (-5 V bis +5 V). Die Ausgabe erfolgt rechts entweder seriell oder parallel.*

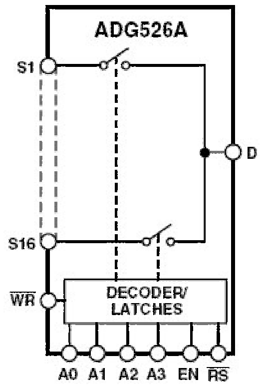


Abbildung 8.3: *Funktionelles Blockdiagramm des Multiplexers. Zu erkennen sind links die Eingänge (S1 - S16), rechts der Ausgang (D) und unten die Adressbits (A0-A3).*

Die Steuerung des ADCs (*s. Abb. 8.2*) erfolgt ebenfalls durch den FPGA. Der Beginn der Konvertierung wird durch Senken der CONVST-Leitung eingeleitet. Der Abschluss der Digitalisierung wird daraufhin vom ADC durch einen 60 ns Puls auf der EOC-Leitung signalisiert. Die Datenübertragung zum FPGA erfolgt wie im Timingdiagramm (*s. Abb. 8.4*) dargestellt auf serielle Weise, synchronisiert durch ein vom FPGA ausgesandtes Taktsignal (SCLK).

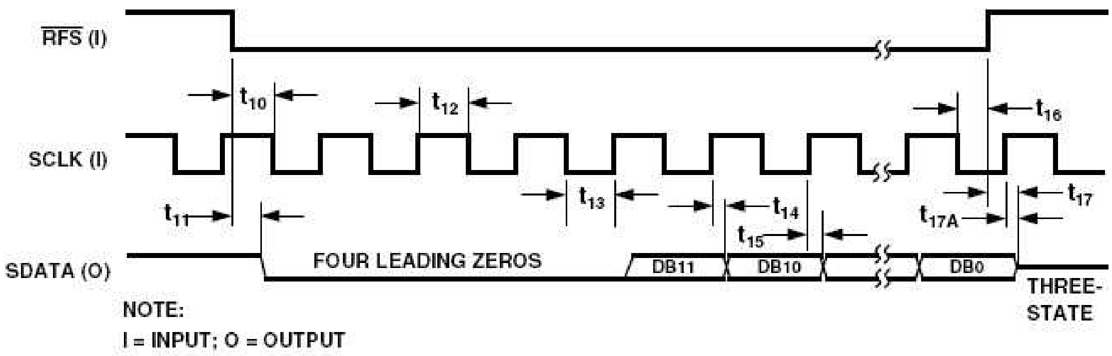


Abbildung 8.4: *Signaltiming zur seriellen Datenübertragung vom ADC.*

8.3.3 Winkelcodierer

Mit einem Winkelcodierer lässt sich die genaue Ausrichtung eines um eine feste Achse drehbaren Gegenstandes wie z.B. eines Gelenkes oder Motors je nach Auflösung auf bis zu zwanzig Bogensekunden genau messen. Das Funktionsprinzip der im Ballonexperiment verwendeten elektro-optischen Codierer beruht auf einem Fotozellen-Array und einer auf der mitbewegten Welle angebrachten Codescheibe.

An Bord der Ballongondel kommen drei Winkelcodierer (wie in Abb. 8.5 gezeigt) zum Einsatz - einer im Sonnensensor und zwei weitere zur Erfassung der horizontalen und vertikalen Ausrichtung des Detektors. Sie haben eine Auflösung von 65.536 Schritten pro Drehung um 360° und geben ihre aktuelle Position in Gray-Code (s. unten) an. Die Ausgabe erfolgt seriell und differentiell[3], getriggert durch ein extern anzulegendes, im konkreten Fall vom FPGA generiertes, ebenfalls differentielles CLOCK-Signal (*s. Abb. 8.6*). Die hierfür erforderlichen RS422 Differential-Treiber und -Empfänger-ICs DS26C31 und DS26C32 sind auch auf der Steuerelektronik-Platine untergebracht.

[3] Die zu übermittelnde Information wird als Spannungsdifferenz zweier Datenleitungen übertragen. Der Vorteil besteht darin, dass äußere Störungen auf beide Leitungen wirken und sich somit gegenseitig aufheben.

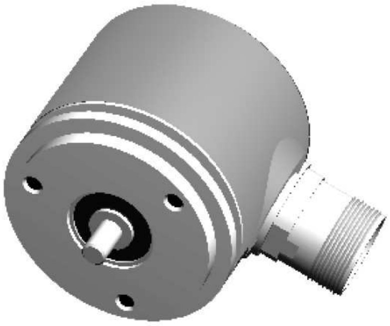


Abbildung 8.5: *Computergrafik des verwendeten Winkelcodierertyps.*

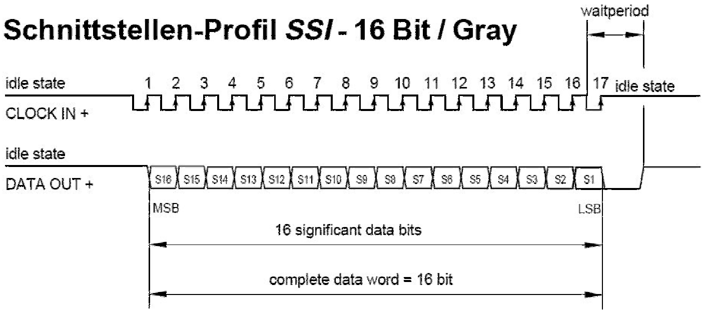


Abbildung 8.6: *Signaltiming zur seriellen Datenübertragung vom Winkelcodierer.*

8.3.3.1 Gray-Code

Als CODE bezeichnet man die Darstellung einer Folge von Zeichen durch Kombinationen der binären Ziffern 0 und 1. Als Beispiel sei der ASCII-Code[4] genannt, mit dem Buchstaben und Ziffern als Folge von acht Bits dargestellt werden. Der Gray-Code gehört zu den *einschrittigen* Codes. Darunter versteht man Codes zur Darstellung natürlicher Zahlen, bei denen beim Übergang von einem Wert auf den nächstfolgenden genau ein Bit seinen Wert ändert. Er unterscheidet sich vom natürlichen Binärcode dadurch, dass die Positionen einzelner Bits nicht gewichtet sind (also z.B. 2er-Potenzen entsprechen). Das Bildungsgesetz des Gray-Codes besagt, dass beim Übergang zum nächsten Wert immer ein möglichst weit rechts liegendes Bit geändert wird. Wie aus Abb. 8.2 hervorgeht, wird auch beim Übergang vom höchsten zum niedrigsten Wert nur ein Bit geändert. Man spricht in diesem Fall von einem *zyklischen* Code. Da der Code nicht gewichtet ist, lässt er sich nicht für Berechnungen oder A/D-Wandlung[5] verwenden. Er wird jedoch vorzugsweise in der Winkel- und Längenmessung eingesetzt, da bei einem einschrittigen Code der Ablesefehler bei leicht dejustiertem Fotozellen-Array nur eine Einheit, beim Binärcode hingegen bis zum halben Messbereich beträgt (*s. Abb. 8.7*).

Tabelle 8.2: *Die Darstellung der ersten sieben natürlichen Zahlen in Graycode.*

#	Graycode		
0	0	0	0
1	0	0	1
2	0	1	1
3	0	1	0
4	1	1	0
5	1	1	1
6	1	0	1
7	1	0	0
0	0	0	0

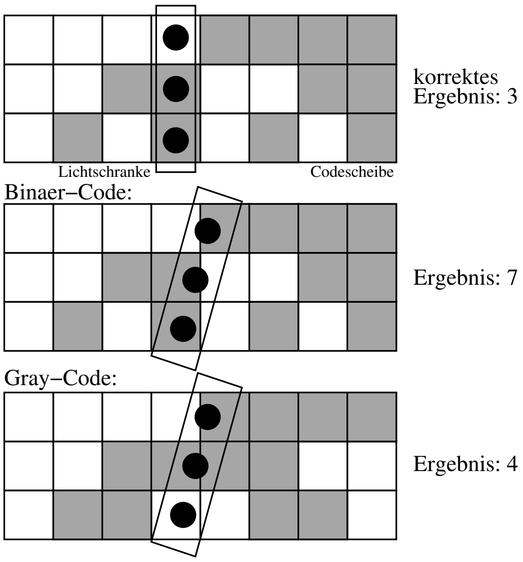


Abbildung 8.7: *Auswirkung von Ablesefehlern bei Gray- und Binärcode.*

[4] ASCII - American Standard Code for Information Interchange
[5] A/D-Wandlung - Umwandlung analoger in digitale Signale oder umgekehrt.

8.3.4 USB-Controller

Der USB-Controller auf der digitalen Interface-Karte bildet die Schnittstelle zwischen der digitalen Steuerelektronik (und damit der gesamten Steuerelektronik) und dem Bordcomputer der Ballongondel. Das verwendete Modul '2.5' der Firma Braintechnology verfügt auf der einen Seite über eine USB 1.1 & 2.0-Anschlussbuchse, auf der anderen über sowohl ein 8-Bit-, als auch ein 16-Bit I/O-Interface in Form von Steckleisten (*s. Abb. 8.8*). Es werden die USB-Übertragungsmodi FULL SPEED (12 Mbit/s) und HIGH-SPEED (480 Mbit/s) unterstützt. Das Modul lässt sich mittels einer mitgelieferten Befehlsbibliothek in C++ oder Delphi vom Computer aus direkt ansprechen oder dauerhaft programmieren (8 KB EEPROM).

Der 8-Bit-Port (PD0 - PD7 in Abb. 8.9) wird als Verbindung zum gemeinsamen Adress-Bus mit dem FPGA genutzt, der 16-Bit-Port (PA0 - PB7) als Verbindung zum Daten-Bus. Somit lassen sich vom Computer die einzelnen Sensordaten abfragen, sowie Steuerbefehle zur Elektronik schicken. Eine Übersicht über die Adressen der Sensoren ist in Tab. 8.1 gegeben.

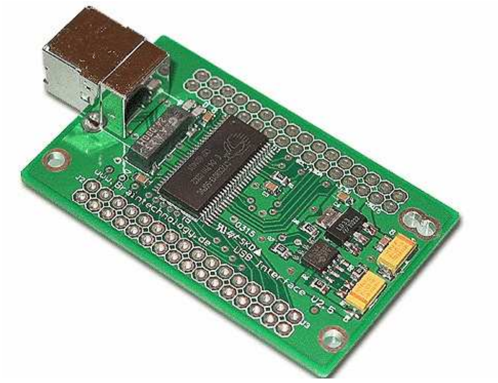


Abbildung 8.8: *Fotografie der USB-Schnittstellenkarte (Abb. vom Hersteller Braintechnology).*

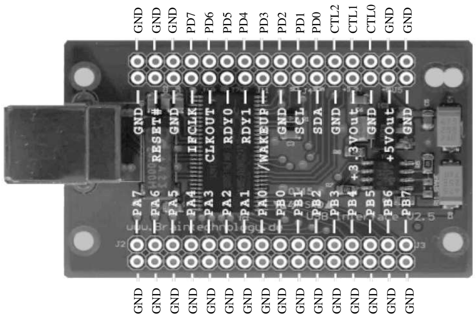


Abbildung 8.9: *Anschlussbelegung der USB-Schnittstellenkarte (Abb. vom Hersteller Braintechnology).*

8.3.5 FPGA

Wie in Kap. 7.1.2 schon allgemein beschrieben, ist ein FPGA ein frei programmierbarer elektronischer Logikbaustein. Für die digitale Interface-Karte ist der FPGA XC2V80 aus der Virtex-II Familie der Firma XILINX vorgesehen. Er verfügt über 80.000 Gatter und in der FG256 Ball-Grid-Array-Package (BGA) über 120 konfigurierbare I/O-Pins. Schaltverzögerungen im Nanosekundenbereich, die geringe Leistungsaufnahme von typischerweise 165 mW und vor allem die hohe Strahlungstoleranz, die einen sicheren Einsatz im Weltraum erlaubt, waren die ausschlaggebenden Fakten für die Auswahl dieses Chips.

Tabelle 8.3: *Übersicht über die benötigten I/O-Pins am FPGA.*

Bezeichnung	# Bits
Main Clock	1
EEPROM (enable + data)	9
USB-Controller (Address- und Datenbus)	24
Sun sensor (on/off, status, sclk, data)	5
Azimut motor (on/off + status)	3
WK azimut (sclk + data)	2
WK elevation (sclk + data)	2
Azim. + Elev. drive (clk, r/l, power on/off)	5
Gain Phi + Gain PHI/PHIdot	6
2 Multiplexer (RS, EN1, EN2, A0 - A3)	7
ADC (RFS, SCLK, STANDBY, CONVST, SDATA, EOC)	6
Gesamt	70

8.4 Das Steuerprogramm im FPGA

Das Steuerprogramm im FPGA wurde im Rahmen dieser Diplomarbeit in VHDL entwickelt. Nach der Fertigstellung wurden mit der Software 'Modelsim' ausführliche Funktionstests durchgeführt und Schwachstellen ausgeräumt. Eine Einbettung in die Zielhardware war noch nicht möglich, da das Institut zum Zeitpunkt der Abgabe dieser Arbeit nicht über einen Virtex-II FPGA verfügt. Einzelne Komponenten der Steuerelektronik - die Multiplexer, der ADC und die Winkelcodierer - konnten jedoch bereits mit einem ALTERA FPGA auf einer Testplatine verbunden und dort durch das Steuerprogramm betrieben werden (*s. Kap. 9*).

8.4.1 Bereitstellen der Steuersignale

Das Steuerprogramm im FPGA stellt die folgenden Signale für den Betrieb der Steuerelektronik bereit:

- CLOCK-Taktfrequenz zum Auslesen der Winkelcodierer
- on/off für Sonnensensor, Azimutmotor, Azimutdrive und Elevationdrive
- RS, EN1, EN2, A0 bis A3 zum Betrieb der Multiplexer und Selektierung eines der insgesamt 32 Kanäle
- RFS, SCLK, STANDBY und CONVST zum Betrieb des ADC
- CLK und r/l-Bits für Azimut- und Elevationdrive
- Je drei Bit PHI-Gain und PHIdot-Gain für die Geschwindigkeitsregelung der Motoren

8.4.2 Auslesen der Winkelcodierer

Zur Datenübertragung von den drei Winkelcodierern (Azimut, Elevation, Sonnensensor) müssen vom FPGA die in Abschnitt 8.3.3 und im vorhergehenden Abschnitt beschriebenen differentiellen CLOCK-Signale bereitgestellt werden. Entsprechend dem Timing-Diagramm 8.6 senden die Winkelcodierer daraufhin ebenfalls differentiell ihre aktuellen Positionen in Gray-Code zurück. Um n Bits Gray-Code durch eine elektronische Schaltung in Binärcode zu wandeln, wird eine Verkettung von (n-1) XOR-Gattern, wie in Abb. 8.10 als Schaltskizze und in Abb. 8.11 als VHDL-Code dargestellt, eingesetzt. Im konkreten Fall ist der dargestellte Code in dreifacher Ausführung im FPGA implementiert.

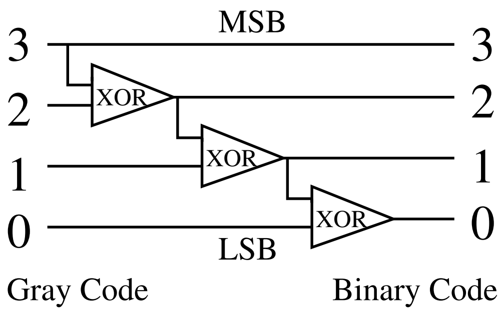


Abbildung 8.10: *Schaltskizze zur Umwandlung von 4-Bit Gray-Code in Binärcode.*

```
code_converter: process (RESET, CLK)
variable BINARY_VEC : std_logic_vector(15 downto 0);
begin
  if RESET='1' then
    BINARY_VEC:=(others => '0');
  else
    if rising_edge(CLK) then
      BINARY_VEC(15):=GRAY_VEC(15);
      for i in 14 downto 0 loop
        BINARY_VEC(i):=BINARY_VEC(i+1) xor GRAY_VEC(i);
      end loop;
    end if;
  end if;
end process code_converter;
```

Abbildung 8.11: *VHDL-Code zur Umwandlung von 16-Bit Gray-Code in Binärcode mittels eines CLK-synchronen Prozesses (Ausschnitt aus dem VHDL-Code des Steuerprogrammes im FPGA).*

8.4.3 Motorsteuerung

Eine Abweichung von der Zielpointierung des Detektors wird vom FPGA durch Vergleich der Sensorwerte mit der kommandierten Ausrichtung festgestellt. Je nach Differenz in Azimut und Elevation werden sowohl die Laufrichtungsbits (r/l), als auch die Taktfrequenzen zur Ansteuerung der Motoren gewählt.

Es stehen dabei drei verschiedene Geschwindigkeitsstufen - je nach Größe der Differenz - zur Auswahl (fast, approach, track). Das ist insbesondere deshalb sinnvoll, da es erlaubt, weiter entfernte Beobachtungsrichtungen zügig anzufahren und daraufhin eine präzise Feinjustierung vorzunehmen. Bei der eigentlich langsamen Nachführung kann es bei Durchgang des beobachteten Objektes durch die Zenitregion ebenfalls zu einer rapiden Änderung von dessen Azimutwinkel kommen (Azimutaler Glitch). Auch hierbei ist eine schnelle Geschwindigkeitsstufe zur optimalen Ausrichtung wünschenswert.

8.4.4 Sammeln der Housekeeping-Daten

Die Sensorik der Ballongondel (*s. Tab. 8.1*) wird in kurzen Intervallen vom FPGA mittels des Multiplexers angesteuert und ihre Messwerte per ADC digitalisiert. Die auf diese Weise erhaltenen Daten werden zusammen mit den Statusbits (*s. Tab. 8.3*) und Winkelcodiererwerten in HK-Dataframes (32 x 16 Bits) verpackt und über den USB-Controller zum Onboardcomputer übertragen.

8.4.5 Ausführen von Steuerkommandos

Der FPGA erhält vom Onboardcomputer über den USB-Controller auf dem Adressbus einfache Steuerkommandos (z.B. zum Anfahren einer neuen Beobachtungsrichtung, zum Ein-, bzw. Ausschalten eines Gerätes oder zur Änderung der Gainfaktoren), die er sofort selbstständig ausführt. Eine vollständige Liste dieser Kommandos lag zum Zeitpunkt der Abgabe dieser Arbeit noch nicht vor.

8.5 Schaltungsentwurf der digitalen Interface-Karte

Der Schaltungsentwurf (*s. Abb. 8.12*) zeigt den abschließenden Stand der Entwicklung der digitalen Interface-Karte. Die Karte selbst ist (wie in Abb. 8.1 zu sehen) über die Steuerelektronikbox mit der ADC-Karte (*s. Abb. 8.13*), der Motorsteuerkarte und der Phi/Phi-Punkt-Karte verbunden und hat so Zugriff auf die dort befindlichen Sensoren und Einstellungen.

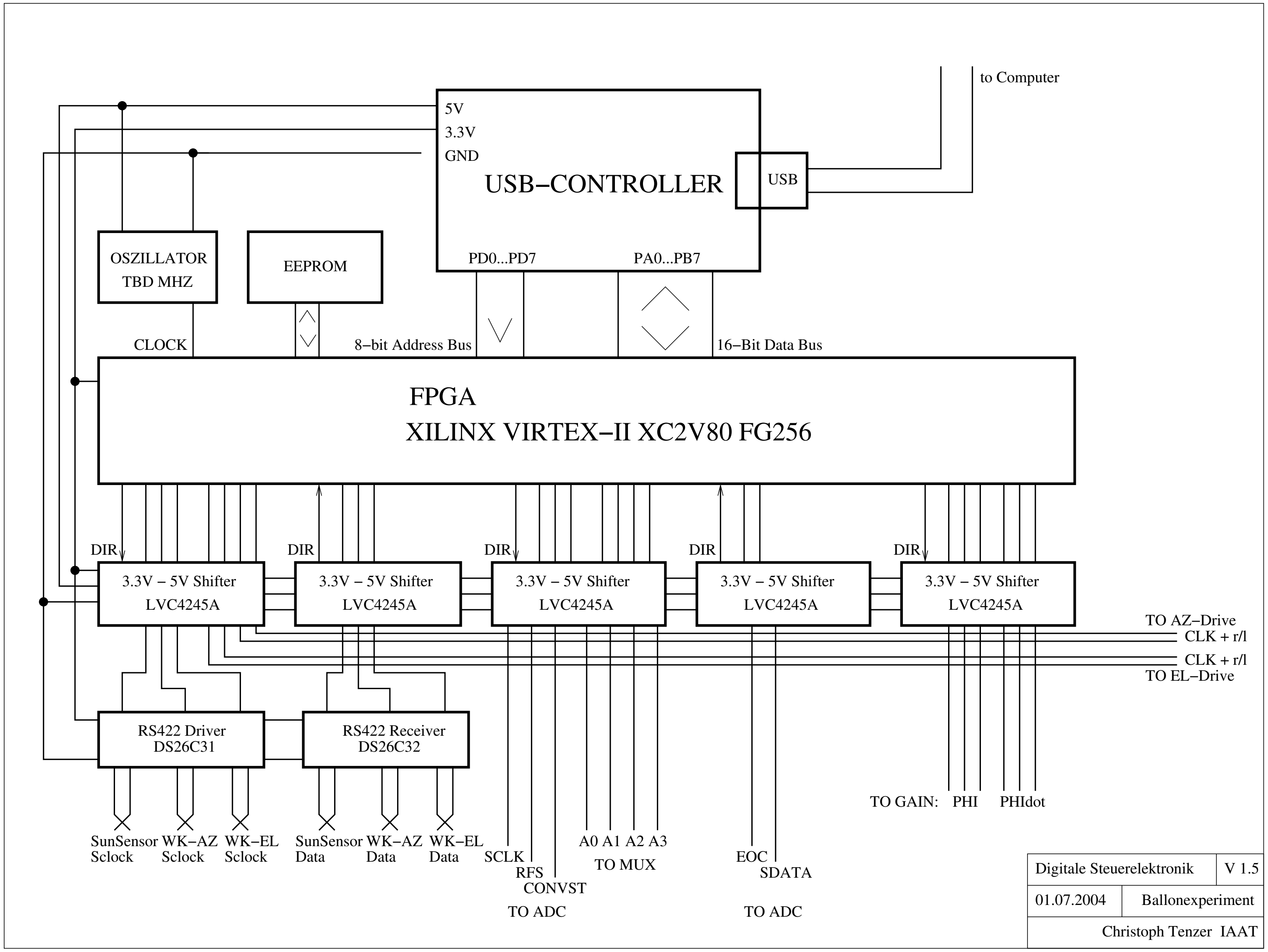


Abbildung 8.12: *Entwurf der digitalen Interface-Karte.*

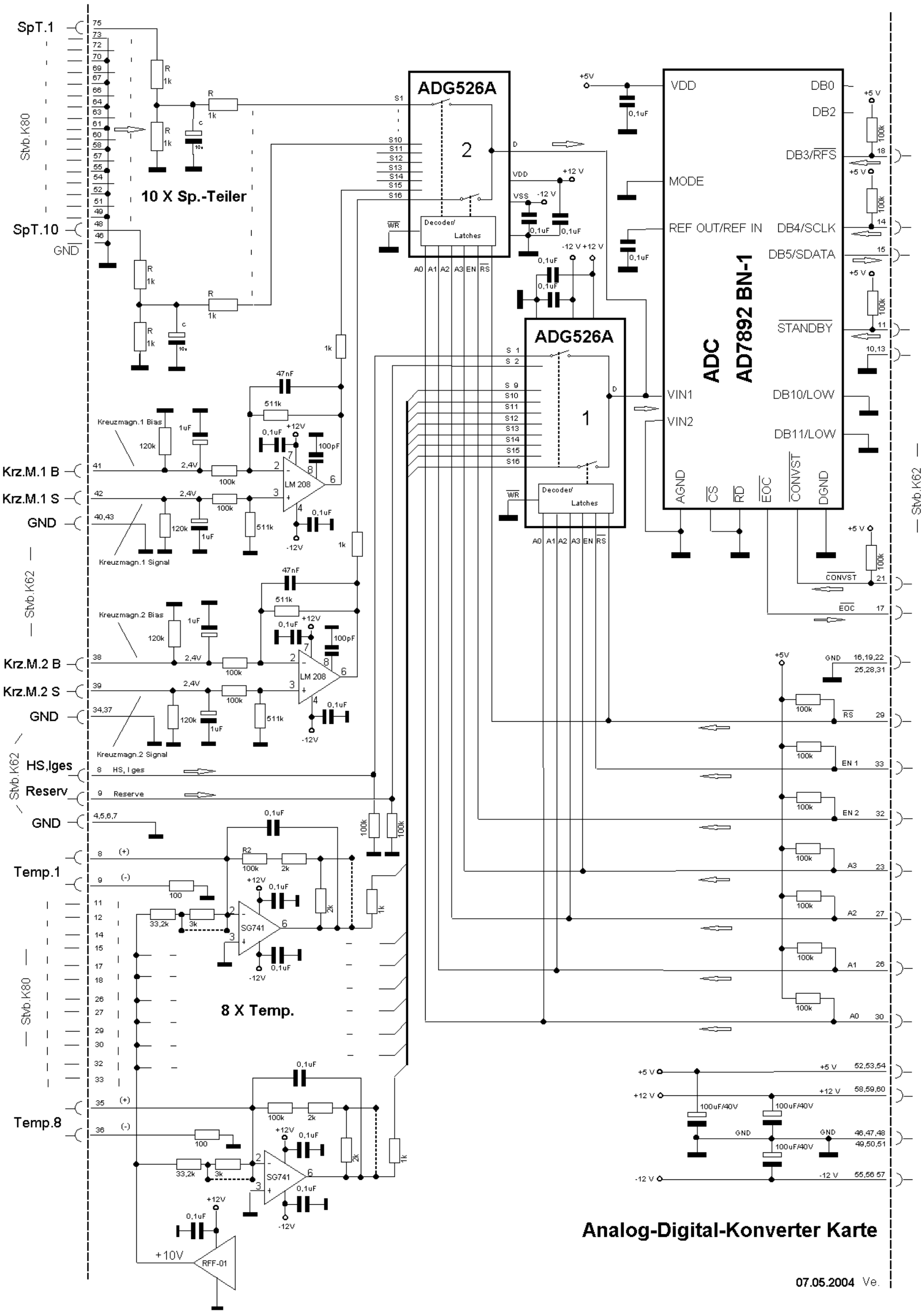


Abbildung 8.13: *Design der Analog-Digital-Konverter-Karte (erstellt von Siegfried Vetter, IAAT).*

Kapitel 9

Tests, Ergebnisse und Ausblick

Mit der Fertigstellung des Entwurfes für die digitale Steuerelektronik und insbesondere der digitalen Interfacekarte ist dieses Projekt nun in einem vorübergehenden Wartezustand. Bis die angeforderten Virtex-II Evaluation-Boards erste Erfahrungen bei der Synthetisierung des bis auf die Steuerkommandos ebenfalls fertiggestellten VHDL-Codes in der Zielhardware ermöglichen, ist eine Präzisierung und Entflechtung des Layouts für die DIF-Karte nicht sinnvoll. Die reibungslose Zusammenarbeit der an der Steuerelektronik beteiligten, im vorhergehenden Kapitel vorgestellten Elektronikkomponenten konnte aber bereits mit Erfolg realisiert werden. Die Vernetzung erfolgte auf einer selbstaufgebauten Testplatine (*s. Abb. 9.1*), die über den USB-Controller mit einem Computer verbunden war. Das Steuerprogramm wurde in einen FPGA der Firma ALTERA geladen, der sich auf einem als 'Digilab' bezeichneten, im Elektronikhandel erhältlichen Evaluation-Board befand. Dieses war durch mehrere Flachbandkabel mit der Testplatine verbunden.

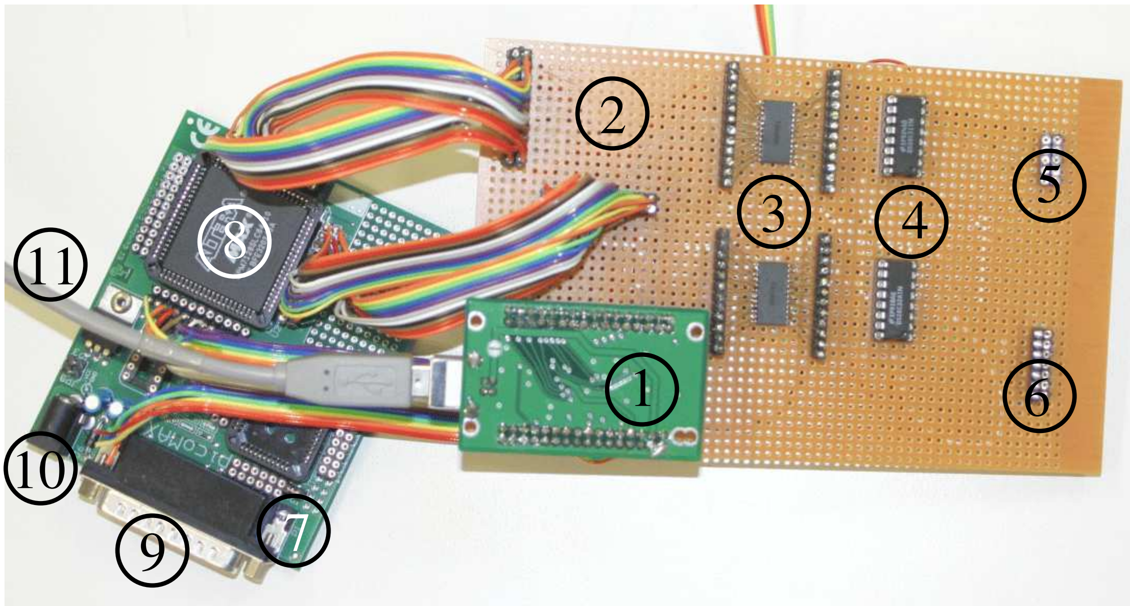


Abbildung 9.1: *Die Testplatine für Komponenten der Steuerelektronik. 1:USB-Controller, 2:Testplatine, 3:Level Shifter, 4:RS422 Differential Driver + Receiver, 5:Anschluss 2xADC, 6:Anschluss 3xWK, 7:Digilab PicoMAX von ElCamino, 8:FPGA, 9:Serielles Programmierinterface für den FPGA, 10:Stromversorgung FPGA, 11:USB-Kabel zum Computer*

Die Bereitstellung der zahlreichen Steuersignale zum gleichzeitigen Betrieb der einzelnen Komponenten der Testplatine (zwei ADCs und drei Winkelcodierer), sowie die Kommunikation mit dem Computer via USB funktionierte einwandfrei und konnte am Logic-Analyzer verifiziert werden. Die Testplatine mit zwei ADCs fand eine nützliche Anwendung bei der parallelen Messung zweier Spannungsverläufe an der Phi/Phi-Punkt-Karte, die in digitalisierter Form vom FPGA zum Computer übertragen und dort in Logfiles geschrieben wurden. Auf diese Weise konnte der zeitliche Verlauf der anliegenden Spannungswerte grafisch dargestellt werden. Die Ergebnisse dieser Messung sind Bestandteil von [Rexer(2004)].

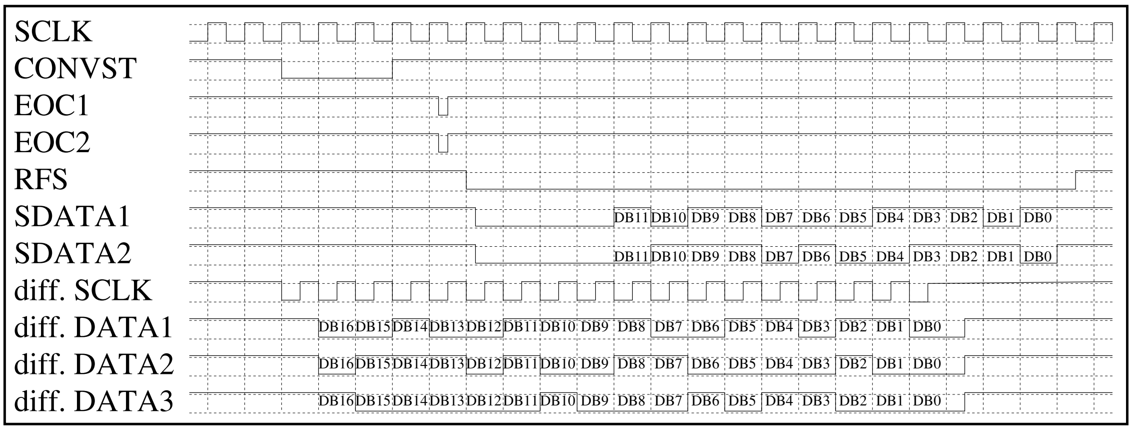


Abbildung 9.2: *Signalverlauf beim Betrieb der beiden ADCs (SCLK bis SDATA2) und der drei Winkelcodierer (differenzielle Signale).*

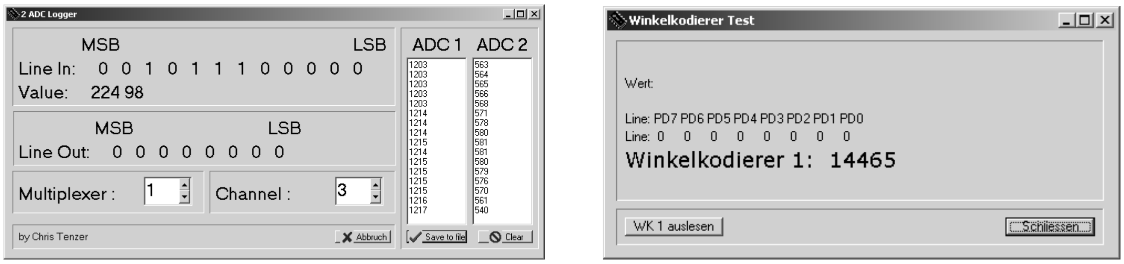


Abbildung 9.3: *Grafische Benutzeroberflächen der Programme, die die Auswertung der via USB eintreffenden Daten steuern (links: ADC-Daten, rechts: Winkelcodierer).*

Die während dieser Diplomarbeit gesammelte wertvolle Erfahrung bei der Hardware-Synthese mit VHDL konnte auch bei der Entwicklung einer Testumgebung für den DSP TMS320C6203 am Institut [Vogt(2004)] hilfreich eingebracht werden. Mit DSPs dieser Baureihe soll die CPU von den Aufgaben der Datenreduzierung (*event pre-processing*) vor der Übertragung zur Bodenstation bei zukünftigen Satellitenmissionen entlastet werden.

Abbildungsverzeichnis

Sofern nicht anders angegeben, wurden die Abbildungen und Fotos selbst erstellt.

Tabellenverzeichnis

Danksagung

Ich möchte mich bei allen Institutsmitgliedern bedanken, die mich während meiner Diplomarbeit unterstützt haben. Mein Dank gilt insbesondere:

- THOMAS SCHANZ dafür, dass er so viel Interesse an meiner Diplomarbeit gezeigt und eine große Menge seiner Freizeit (und seines Geldes) in unsere gemeinsamen Projekte investiert hat: den universell verwendbaren Spielstandsanzeiger, den sechsbeinigen Roboter, das DigiLab und die Anleitung *'Hardware-Synthese mit VHDL'*.

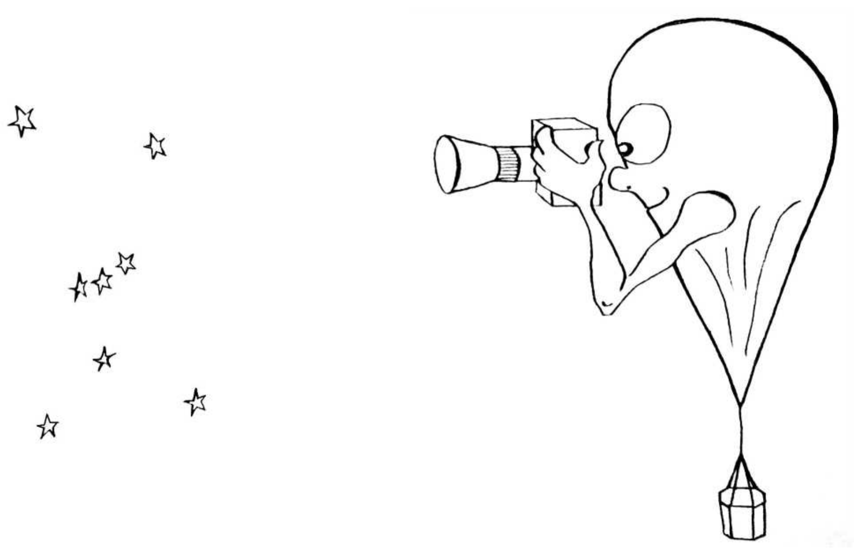
- PROF. DR. R. STAUBERT für die Korrektur dieser Arbeit und die Vergabe des Themas, das eine ausgezeichnete Mischung aus klassischer Astronomie, Programmierung und Elektronik beinhaltete.

- DR. E. KENDZIORRA für die hervorragende Betreuung und die vielen hilfreichen Anregungen. Vor allem aber für die mir während der gesamten Studienzeit zuteil gewordene Unterstützung, die meinem Studium immer neuen Antrieb und ein klares Ziel gegeben hat.

- S. VETTER für seine Hilfe und Tipps beim Umgang mit 'klassischer' Elektronik.

- W. GRZYBOWSKI für das von ihm für die Sternkamera bereitgestellte Objektiv.

- dem Team der mittäglichen BIBLIOTHEKSBESUCHER.



Literaturverzeichnis

Meeus, J., Astronomical algorithms (2nd ed.) by J. Meeus. Richmond, VA: Willmann-Bell, 1998.

Karttunen, H., Kroeger, P., Oja, H., Poutanen, M., & Donner, K. J. 2003, Fundamental astronomy, 4th ed., Berlin: Springer, 2003.

Harnden, F. R., Fabricant, D. G., Harris, D. E., & Schwarz, J., SAO Special Report, 393, 1984.

Deponte, J. & Primini, F. A., ASP Conf. Ser. 52: Astronomical Data Analysis Software and Systems II, 2, 425, 1993.

West, R. M., Transactions of the International Astronomical Union, Vol. XXI, 1985.

Schanz, T., Entwicklung und Test eines Event-Pre-Prozessors für einen CdZnTe-Detektor, Diplomarbeit am IAAT, 2001.

Vogt, F., Entwicklung und Test einer Platine für einen digitalen Signalprozessor, Diplomarbeit am IAAT, 2004.

Rexer, R., Test und Simulation einer Ballongondelsteuerung in C++, Diplomarbeit am IAAT, 2004.

Lehmann/Wunder/Selz: Schaltungsdesign mit VHDL, Franzis Verlag GmbH, Poing 1994.

Winnenburg, W., Einführung in die Astronomie - Mannheim ; Wien ; Zürich : BI-Wiss.-Verl., 1991.

Voigt, Hans-Heinrich, Abriss der Astronomie - 5., überarb. Aufl.. - Mannheim ; Wien ; Zürich : BI-Wiss.-Verl., 1991.

Gandhi, S. & Jain, R., Journey into the Atom, 1997.

Charles, P. A. & Seward, F. D., Exploring the X-ray universe, Cambridge, New York: Cambridge University Press, 1995.

Rothschild, R., et al., Hard X-ray Imaging for MIRAX, APS Meeting Abstracts 17025, 2002.

Rybicki, G. B. & Lightman, Radiative Processes in Astrophysics, New York, Wiley-Interscience, 1979.

Giacconi, R., Observational Techniques in X-Ray Astronomy, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, vol. 6, p.373, 1968.

Hempelmann, A., Schmitt, J. H. M. M., Schultz, M., Ruediger, G., & Stepien, K., Coronal X-ray emission and rotation of cool main-sequence stars, Astronomy and Astrophysic, vol. 294, no. 2, p. 515, 1995.

Wilms, J., Reprozessierung von Röntgenstrahlen in galaktischen und extragalaktischen Röntgenquellen, Diplomarbeit, 1996.

Urry, C. M. & Padovani, P., Unified Schemes for Radio-Loud Active Galactic Nuclei, PASP, v.107, p.803, 1995.

Strüder, L., Barret, D., Fiorini, C., Kendziorra, E., & Lechner, P., Fast timing on XEUS, SPIE, Volume 5165, pp. 19-25, 2004.

Index