

Aufbau eines Messstandes
und Test der
Anbord-Datenverarbeitung
für den Frame-Store pn-CCD

Diplomarbeit
von
Sven Burger

Universität Tübingen
Institut für Astronomie und Astrophysik
Abteilung Astronomie

April 2005

**Aufbau eines Messstandes
und Test der Anbord-Datenvorverarbeitung
für den Frame-Store pn-CCD**

Diplomarbeit
von
Sven Burger

Universität Tübingen
Institut für Astronomie und Astrophysik
Abteilung Astronomie

April 2005

Einleitung

Über viele Jahrtausende der Menschheitsgeschichte hinweg waren es lediglich Beobachtungen mit dem bloßen Auge, die zu Erkenntnissen führten, welche dem Lauf der Gestirne am nächtlichen Firmament eine vorhersagbare Struktur gaben. In der Frühzeit der Menschheit diente die Astronomie vornehmlich der Planung von Saat- und Erntezeit und der Mensch befand sich in einer überlebensnotwendigen Abhängigkeit der korrekten Vorhersage dieser Zeitpunkte. Kulturen mit einer hochentwickelten Astronomie besaßen aus diesem Grund evolutionäre Vorteile, was den hohen Stellenwert der Astronomen der damaligen Zeit erklärt. Belege dafür sind die gigantischen Kalendersysteme in Lateinamerika oder Stonehenge in England. Zusätzlich an Bedeutung gewann die Astronomie, als es darum ging, die Meere zu 'erobern'. Ohne genaue Kenntnis vom Lauf der Gestirne wäre eine Navigation fern ab jeglicher Küstenlinien nicht möglich gewesen.

Neben den eher praktischen Anwendungen entstand jedoch eine Vielzahl religiöser Vorstellungen, die mit dem Lauf der Himmelskörper in Zusammenhang gebracht wurden. Der menschliche Wunsch, dass die Sterne nicht nur die Jahreszeiten, sondern auch das persönliche Schicksal jedes Einzelnen vorhersagen, hat bereits in der Frühzeit die Pseudowissenschaft der Astrologie entstehen lassen, die bis in unsere heutige Zeit reicht. So waren Astronomie und Astrologie über viele Jahrtausende hinweg unauflösbar miteinander verwoben.

Die Geburtsstunde der Astronomie im Sinne einer exakten Wissenschaft liegt am Ende des Mittelalters, mit dem Beginn der Renaissance. Johannes Kepler gilt als der letzte wissenschaftliche Astrologe und der erste Astrophysiker. Ab dieser Zeit war es vor allem die Erfindung des Fernrohrs, die der astronomischen Forschung ungeahnte Fortschritte bescherte. Die damit getätigte Entdeckung der Jupitermonde und die Erkenntnis, dass auch die Erde ein Planet ist, der die Sonne auf einer elliptischen Bahn umkreist, brachte das mittelalterliche Weltbild zum Einsturz und markierte den Beginn der Neuzeit.

Nun begannen sich die Ereignisse zu überschlagen, in immer schnellerem Maße entstanden neue Forschungsgebiete die sich gegenseitig und auch die Astronomie befruchteten. Zu Anfang des zwanzigsten Jahrhunderts waren es die herausragenden Fortschritte auf dem Gebiet der Optik, die die Konstruktion neuer Fernrohre und Spiegelteleskope ermöglichte. Mit deren Hilfe war die Entdeckung der Galaxien und deren Rotverschiebung durch Edwin Hubble überhaupt erst möglich. Die Entdeckung der Radiowellen durch Heinrich Hertz und der 'X-Strahlen' durch Wilhelm Conrad Röntgen eröffneten zwar prinzipiell bereits um 1900 neue Möglichkeiten für die Astronomie, es waren aber erst die enormen Fortschritte auf dem Gebiet der Elektronik und vor allem der Raketentechnik Mitte des letzten Jahrhunderts, die astronomische Forschung in diesem Wellenlängenbereich des elektromagnetischen Spektrums möglich machten.

Heutzutage finden astronomische Beobachtungen bei allen Wellenlängen des elektromagnetischen Spektrums statt. Beginnend bei der langwelligen Radiostrahlung, über den Infrarotbereich, den sichtbaren Bereich, den Ultraviolettbereich bis zur Röntgenstrahlung und sogar den daran angrenzenden Bereich der Gammastrahlen. Doch dem nicht genug, es entstehen momentan völlig neue Zweige, die gänzlich unabhängig von elektromagnetischer Strahlung sind, wie z.B. die Neutrino- und die Gravitationswellen-Astronomie und die Erforschung der kosmischen Teilchenstrahlung. Die stetig wachsende Leistungsfähigkeit etablierter Beobachtungstechniken und die Möglichkeit, astronomische Vorgänge nun auch multispektral zu beobachten, brachte in den letzten Jahrzehnten bahnbrechende neue Erkenntnisse. Die Entdeckung extrasolarer Planeten, die Erforschung der mysteriösen Gamma-Ray-Bursts oder die Entdeckung der Dunklen Energie, welche bereits jetzt unser Weltbild verändert haben, sind nur einige wenige, bedeutende Beispiele für diese Entwicklung.

In einigen Jahren, wenn die derzeit in Entwicklung befindlichen Techniken ausgereift sein werden, wird die Astronomie vermutlich auf einen regelrechten 'Burst' von Erkenntniszuwachs zurückblicken, wie er seit Entdeckung des Fernrohres nicht mehr stattgefunden hat.

Inhaltsverzeichnis

Einleitung	i
1 Röntgenastronomie	1
1.1 Warum Röntgenastronomie?	1
1.2 Entstehung von Röntgenstrahlung	3
1.2.1 Bremsstrahlung	3
1.2.2 Charakteristische Röntgenstrahlung	4
1.2.3 Synchrotronstrahlung	4
1.2.4 Schwarzkörperstrahlung oder Thermische Röntgenstrahlung	5
1.2.5 Inverse Comptonstreuung (IC)	5
1.2.6 Röntgenstrahlung aus Kernprozessen	6
1.3 Quellen kosmischer Röntgenstrahlung	6
1.3.1 Die Sonne	6
1.3.2 Supernovaexplosionen	6
1.3.3 Pulsare	8
1.3.4 Röntgendoppelsterne	8
1.3.5 Aktive Galaxienkerne (AGN)	10
1.3.6 Galaxiencluster	11
1.3.7 Röntgenhintergrundstrahlung	12
1.4 Detektieren von Röntgenstrahlung	12
1.4.1 Der Proportionalzähler	12
1.4.2 Halbleiterdetektoren	13
2 Die dunkle Seite des Universums	15
2.1 Am Anfang war das Nichts!?.	15
2.2 Dunkle Materie	17
2.3 Dunkle Energie	21
3 DUO	
Dark Universe Observatory	25
3.1 Ziele von DUO	25
3.2 Die Instrumente an Bord von DUO	26
4 Das Frame-Store pn-CCD von DUO	29
4.1 Was ist ein CCD?	29
4.1.1 Der Halbleiter	29
4.1.2 Der pn-Übergang	30

4.1.3	Der innere Photoeffekt	31
4.1.4	Das seitwärts depletierte CCD	32
4.1.5	Pixelerzeugung	34
4.1.6	Auslesen der Pixelstruktur	34
4.1.7	Out-of-Time-Events	36
4.2	Das FS pn-CCD	37
4.2.1	Funktionsprinzip des FS pn-CCD	37
4.2.2	Der Auslesevorgang des FS pn-CCDs	38
4.3	Der CAMEX	39
4.3.1	Die Konstantstromquelle	39
4.3.2	Der JFET-Verstärker	41
4.3.3	Der CDS-Filter	41
4.3.4	Die Sample & Hold-Stufe	43
4.3.5	Der Ausgangstreiber	43
4.4	Der ADC	43
4.5	Der Sequenzer	43
5	Die Anbord-Datenvorverarbeitung	47
5.1	Störungen des CCD-Signals	47
5.1.1	Der Offset	47
5.1.2	Das Fanorauschen	48
5.1.3	Der Common-Mode	48
5.1.4	Split-Events	48
5.1.5	MIP	51
5.2	Das DSP-Programm	52
5.2.1	Die Offset Korrektur	53
5.2.2	Die Common-Mode Korrektur	54
5.2.3	Die MIP Erkennung	55
5.2.4	Löschen der MIP-Spur	55
5.2.5	Die Split Event Erkennung	56
5.2.6	Die Pixelausgabe	57
5.2.7	Der Datenfluss an Bord des Satelliten	58
5.3	Tests mit dem DSP-Programm	58
5.4	Die Filter-Schwellen	63
5.4.1	Auswirkung der Schwellen auf die Splitverteilung	65
6	Der Teststand	67
6.1	Die Vakuumkammer	67
6.2	Der Sequenzer	69
6.3	Die Spannungsversorgungsplatine	70
6.4	Die Innen- und Außen-Platine	71
6.5	Der ADC	72
6.6	Der zukünftige Aufbau	73
6.7	Erste Tests	73

7 Die EGSE Software	77
7.1 Starten der Testumgebung	78
7.1.1 Der Spacecraft-Simulator	80
8 Zusammenfassung und Ausblick	85

Kapitel 1

Röntgenastronomie

1.1 Warum Röntgenastronomie?

Das Spektrum elektromagnetischer Strahlung erstreckt sich nicht nur über den sichtbaren Bereich, sondern reicht von Radiowellen über den kleinen Ausschnitt des sichtbaren Lichts bis hin zur Röntgen- und harten Gammastrahlung. Als Röntgenstrahlung wird die elektromagnetische Strahlung bezeichnet, deren Photonenenergie im Bereich zwischen 50 eV und 500 keV liegt. Der Bereich der Röntgenstrahlung schließt im elektromagnetischen Spektrum an den UV-Bereich an und geht für höhere Energien in den Gammastrahlenbereich über.

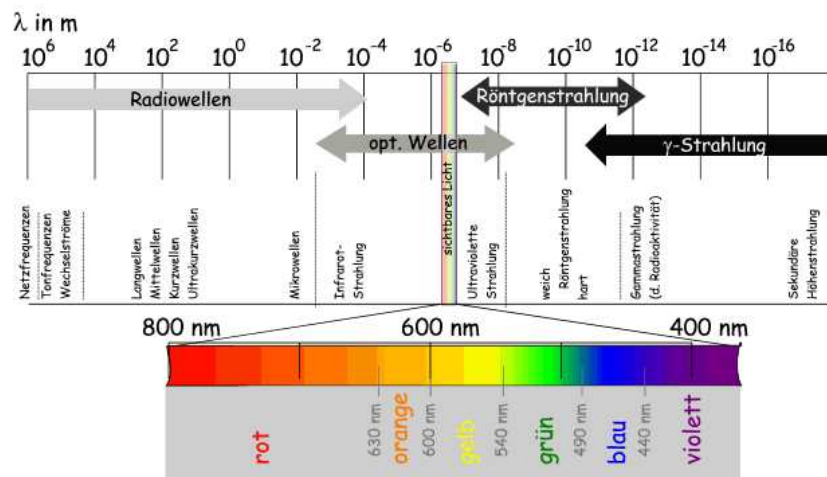


Abbildung 1.1: Das Spektrum elektromagnetischer Strahlung aufgetragen nach der Wellenlänge [www.roro-seiten.de].

Was liegt also näher, als den Sternenhimmel auch außerhalb des optischen Bereiches des elektromagnetischen Spektrums abzusuchen. Diesem Zweck dienen beispielsweise die großen Radioteleskope in Form riesiger Parabolantennen. Am anderen Ende des elektromagnetischen Spektrums ist dies jedoch nicht so einfach, da die Röntgen- und Gammastrahlung von unserer Atmosphäre vollständig absorbiert wird - zum Glück, denn sonst hätte sich ein Leben, wie wir es kennen, auf unserem Planeten nicht entwickeln können, da diese harte Strahlung jede Bildung größerer Moleküle verhindert hätte. Ursache für die Absorption der Röntgenstrahlung ist hauptsächlich der Photoeffekt. Dabei werden Gasmoleküle und der Wasserdampf in der

Erdatmosphäre ionisiert und so die Röntgenphotonen absorbiert.

Ein anderes Hindernis, Röntgenastronomie zu betreiben, war lange Zeit die Tatsache, dass sich Röntgenstrahlen nicht wie sichtbares Licht brechen lassen und sie deshalb nicht mithilfe von Linsen fokussierbar sind. Das Funktionsprinzip einer Linse basiert darauf, dass Licht beim Übergang in ein optisch dichteres Medium (die Linse) gebrochen wird. Auch gibt es kein Material, das bei direktem Einfall Röntgenstrahlen zu einem nennenswerten Teil reflektiert, weshalb sich auch keine Röntgenspiegelteleskope auf Basis eines Parabolspiegels bauen lassen, ein Prinzip, auf dem heute die größten und besten Teleskope im sichtbaren Bereich basieren.

Um dennoch Röntgenastronomie betreiben zu können, wird der Effekt der Totalreflektion genutzt. Wenn elektromagnetische Strahlen sehr flach auf ein spiegelndes Material auftreffen, werden sie fast vollständig reflektiert (Totalreflektion). Dazu dienen innenwandig mit Gold beschichtete Spiegelschalen, deren Wandung aus einem Rotationsparaboloid und einem Rotationshyperboloid zusammengesetzt ist. Diese Anordnung wird als Wolterteleskop¹ bezeichnet. Werden mehrere dieser Spiegelschalen ineinander geschachtelt, so lässt sich damit die effektive Sammelfläche vergrößern und man erhält ein leistungsstarkes Röntgenteleskop. Mit diesem ist es möglich, ähnliche Abbildungseigenschaften wie mit optischen Teleskopen zu erreichen. Teleskope dieser Art sind z. B. auf den Satelliten XMM-Newton oder Chandra installiert.

Um die Röntgenstrahlung überhaupt detektieren zu können, ist man gezwungen die Erdatmosphäre zu überwinden. Dies geschah zum ersten Mal 1949 mit Hilfe der nach dem Zweiten Weltkrieg zur Verfügung stehenden V2-Rakete. Mit diesem Experiment gelang der Nachweis, dass die Sonne auch Strahlung im Röntgenbereich aussendet. Einige Zeit später, im Jahre 1962, wurde dann von Ricardo Giacconi² et al. mit Scorpius X-1 die erste Röntgenquelle außerhalb unseres Sonnensystems am Himmel entdeckt. Dies war reiner Zufall, denn eigentlich wollte Giacconi nur die Wechselwirkung der von der Sonne ausgesandten Röntgenstrahlung mit der Mondoberfläche untersuchen. Dieses Ereignis wurde aber die Geburtsstunde der Röntgenastronomie, obwohl mit den damals zur Verfügung stehenden Mitteln nur ein sehr flüchtiger Einblick gewonnen werden konnte, da die Raketen nur bis in eine Höhe von etwa 100km über der Erdoberfläche vorstießen und nach wenigen Minuten bereits wieder per Fallschirm am Boden landeten. Damals wurde standardmäßig ein Gaszähler zur Detektion der Röntgenstrahlung verwendet (siehe Abschnitt 1.4.1).

Um längere Beobachtungszeiten zu ermöglichen, wurde begonnen, auch Ballone zu nutzen. Sie bieten den Vorteil, größere Nutzlasten über einen wesentlich längeren Zeitraum in der Luft zu halten. Leider erreichen sie nur Höhen von etwa 40 km, weshalb nur hochenergetische Röntgenphotonen über 20 keV detektiert werden können - der Rest wird von der auch in dieser Höhe noch vorhandenen Atmosphäre (~0,3%) absorbiert. Bis 1970 konnten auf diese Art etwa 50 kosmische Röntgenquellen entdeckt werden.

Der erste Röntgensatellit war UHURU³, er startete am 12. Dezember 1970 und umkreiste die Erde in einer Höhe von ca. 540 km. Auf ihm befanden sich zwei Proportionalzählrohranordnungen mit einer spektralen Empfindlichkeit im Bereich zwischen 2 und 20 keV. Mit seiner Hilfe konnte die genaue Natur von Sco X-1 geklärt werden. Es handelt sich dabei um ein Röntgendoppelsternsystem (siehe Abschnitt 1.3.4). Während seiner knapp dreijährigen

¹Benannt nach dem deutschen Physiker Hans Wolter 1911-1978, der diese Anordnung 1952 vorschlug.

²amerikanischer Astrophysiker *1931

³Swahili: Freiheit

Missionszeit entdeckte UHURU bei einer kompletten Himmelsdurchmusterung 339 Röntgenquellen.

Es folgte eine Vielzahl weiterer Röntgensatelliten, wobei der Start von ROSAT (Roentgen-Satellit) im Jahre 1990 als ein Meilenstein bezeichnet werden kann. Nach UHURU und HEAO1 war dies die dritte Himmelsdurchmusterung. Bei dieser konnte die Zahl der damals bekannten Röntgenquellen von 5000 auf 150 000 erhöht werden. Die Ursache für diese Empfindlichkeitssteigerung war die erstmalige Verwendung eines Wolter-Teleskops als focusierende Einheit.

Im Dezember 1999 startete die ESA⁴ erfolgreich den bisher größten europäischen Röntgensatelliten XMM-Newton⁵. Obwohl im 'worst case' nur für zwei Jahre ausgelegt, arbeitet XMM immer noch erfolgreich, und die Planung umfasst den Weiterbetrieb bis ins Jahr 2009. Der von seinen Detektoren abgedeckte Energiebereich liegt zwischen 0,1 und 12 keV. Dazu besitzt er drei Wolterteleskope mit einer Brennweite von 7,5 m, in deren Foci sich drei CCD-Kameras befinden. Eines der CCDs ist die 'Vorgängerversion' des bei DUO Verwendung findenden Frame-Store pn-CCDs. Der optische Monitor auf XMM schafft zusätzlich die Möglichkeit, die Quellen auch im optischen Spektralbereich zu beobachten.

1.2 Entstehung von Röntgenstrahlung

Es gibt mehrere Entstehungsarten für Röntgenstrahlung:

1.2.1 Bremsstrahlung

Sie entsteht durch Abbremsung von geladenen Teilchen, meist Elektronen, z.B. am Coulombfeld von Atomkernen. Das Charakteristische dieser Strahlung ist, dass es in ihrem Spektrum eine bestimmte minimale Wellenlänge gibt. Das liegt daran, dass die Energie des Röntgenquants nicht größer sein kann als die kinetische Energie des Elektrons, das dieses auslöst. Betrachtet man die Energie der Photonen, so fällt das Spektrum mit

$$\exp\left(-\frac{E}{kT}\right)$$

zu eben dieser Maximalenergie ab. Ansonsten handelt es sich dabei um ein kontinuierliches Spektrum.

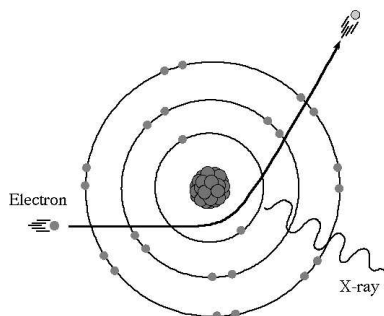


Abbildung 1.2: Entstehung der Röntgen-Bremsstrahlung

⁴European Space Agency

⁵X-Ray Multi-Mirror-Mission

1.2.2 Charakteristische Röntgenstrahlung

Besitzen die Elektronen Energien im keV Bereich, so wird das Bremspektrum von einem Linienspektrum überlagert. Dieses ist im Gegensatz zum Bremspektrum charakteristisch für jedes Material, das von Elektronen beschossen wird. Es entsteht dadurch, dass das freie Elektron bis in die inneren Elektronenschalen des Atoms eindringt und dort einem der inneren Elektronen durch einen Stoß soviel Energie überträgt, dass dieses herausgeschlagen wird. Der nun freie Platz wird sofort von einem Elektron aus einer höheren Schale des Atoms aufgefüllt. Da weiter innen liegende Elektronen stärker gebunden sind, muss das Elektron Energie abgeben. Dies geschieht in Form von Röntgenstrahlung, und da die Schalenabstände materialspezifisch sind, kann aus den Röntgenlinien direkt auf das emittierende Material geschlossen werden. Die entstehenden Linien werden als K-, L- oder M-Linien bezeichnet, entsprechend der Schale, aus der das Elektron herausgeschlagen wurde. Bei leichteren Atomen kann es statt der Röntgenemission auch zum Augereffekt kommen, bei dem die überschüssige Energie auf ein äußeres Elektron übertragen wird, welches dann das Atom verlässt.

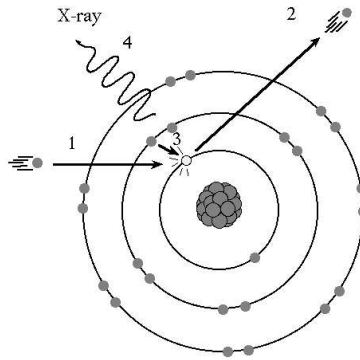


Abbildung 1.3: Entstehung der charakteristischen Röntgenstrahlung

1.2.3 Synchrotronstrahlung

Werden geladene Teilchen (z.B. Elektronen oder Protonen) in einem Magnetfeld tangential zu ihrer Bewegungsrichtung abgelenkt, so senden sie in Vorwärtsrichtung elektromagnetische Strahlung, sogenannte Synchrotronstrahlung, aus. Der Grund für diese Ablenkung ist die Lorentzkraft, welche die Elektronen auf Kreisbahnen zwingt und zwar senkrecht zu den Magnetfeldlinien. Dies entspricht aber einer Beschleunigung und beschleunigte Ladungen geben Strahlung ab. Deshalb wird Synchrotronstrahlung auch als magnetische Bremsstrahlung bezeichnet (siehe Abbildung 1.4).

Das resultierende Spektrum hängt von der Energieverteilung der Elektronen und der Magnetfeldstärke ab. Der Energieverteilung der Elektronen wird dabei ein Potenzgesetz zugrundegelegt, wobei auch das resultierende Synchrotronspektrum einem solchen Gesetz folgt:

$$I(E) = \text{const} \cdot E^{-\alpha}$$

Das Spektrum der Synchrotronstrahlung weist ein charakteristisches Profil auf, das sich stark von dem der thermischen Strahlung eines heißen Gases unterscheidet. Es wird daher ausdrücklich zwischen 'nicht-thermischer' Strahlung, also Synchrotronstrahlung, und thermischer

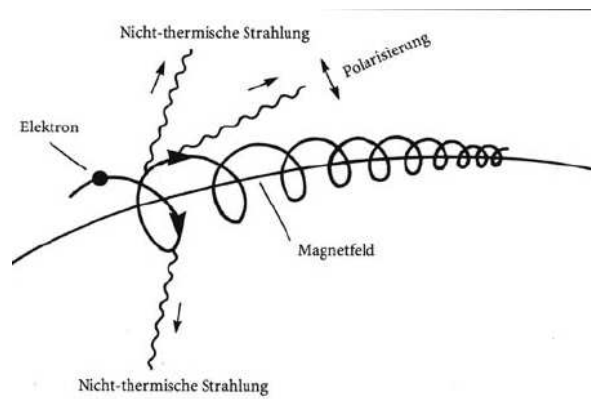


Abbildung 1.4: Entstehung von Synchrotronstrahlung

Strahlung unterschieden, deren Verläufe in Abbildung 1.5 dargestellt sind. In der Astronomie tritt Synchrotronstrahlung beispielsweise bei Pulsaren oder Quasaren (siehe 1.3.3) auf.

1.2.4 Schwarzkörperstrahlung oder Thermische Röntgenstrahlung

Jeder Körper emittiert Strahlung. Befindet er sich im thermischen Gleichgewicht, so hängt das Spektrum nur von seiner Temperatur ab. Der Schwarze Körper ist ein idealisiertes Modell hiervon, wobei von einem Körper ausgegangen wird, der alle auf ihn auftreffende Strahlung komplett absorbiert, und diese dann über den gesamten Wellenlängenbereich wieder emittieren kann. Für die Beschreibung eines solchen Körpers stellte Max Planck seine berühmte Strahlungsformel auf:

$$B \approx \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1}$$

Hat man nun das Maximum des Spektrums eines solchen Schwarzen Körpers bestimmt, so kann man mit Hilfe des Wien'schen Verschiebungsgesetzes, welches sich aus der Planckformel ableitet, exakt auf die Temperatur des Körpers schließen.

$$\lambda_{max} \propto \frac{1}{T}$$

Daran lässt sich erkennen, dass ein Körper, der im Röntgenbereich Strahlung emittiert, extrem heiß sein muss, mindestens einige Millionen Grad.

1.2.5 Inverse Comptonstreuung (IC)

Bei der normalen Comptonstreuung verliert ein Photon, das an einem geladenen Teilchen (meist ein Elektron) gestreut wird, Energie. Die gestreute Strahlung wird beim Comptoneffekt also langwelliger.

Umgekehrt verhält es sich bei der Inversen Comptonstreuung. Hier gewinnt das Photon im Streuakt Energie, die es von den Teilchen erhält. Dies kann in einem sehr heißen Plasma geschehen, wenn die Elektronen eine größere Energie besitzen als die Photonen. Anschaulich gesprochen kühlt sich das Elektronengas ab, während die Photonen 'comptonisiert' werden, wobei als Comptonisierung die mehrmalige Streuung des Photons an Elektronen bezeichnet wird. Der Energieübertrag pro Streuprozess bei einem Streuwinkel von Θ ist gegeben durch:

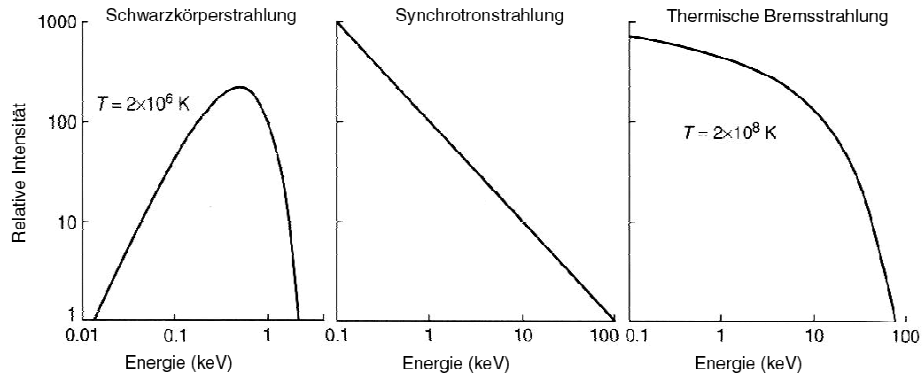
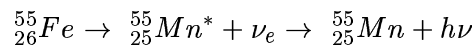


Abbildung 1.5: Das Spektrum von Schwarzkörperstrahlung, Synchrotronstrahlung und thermischer Bremsstrahlung im direkten Vergleich. [Charles & Seward (1995)]

$$E_{\text{Ausgang}} = \frac{E_{\text{Eingang}}}{1 + \frac{E}{m_e c^2} (1 - \cos \Theta)}$$

1.2.6 Röntgenstrahlung aus Kernprozessen

Aus der Quantenmechanik ist bekannt, dass Elektronen der innersten Schale eine endliche Aufenthaltswahrscheinlichkeit in der unmittelbaren Umgebung des Atomkerns besitzen. Dort können sie von einem Proton eingefangen werden und dieses zu einem Neutron umwandeln (inverser β -Zerfall). Der nun freie Platz des verschwundenen Elektrons wird von einem äußeren Elektron aufgefüllt. Die dabei frei werdende Energie wird in Form eines Röntgenphotons abgegeben. Ein Beispiel für einen solchen Prozess ist Eisen-55 (${}^{55}_{26}\text{Fe}$):



Hierbei werden zwei charakteristische Linien emittiert: K_α bei 5,9 keV und K_β bei 6,49 keV, wobei α und β den Ort angeben, aus dem das Elektron stammt, welches den inneren leeren Platz (K-Schale) auffüllt. Eine solche Fe-55 Quelle wird auch als Quelle von Röntgenstrahlung bei dem später beschriebenen Testaufbau genutzt.

1.3 Quellen kosmischer Röntgenstrahlung

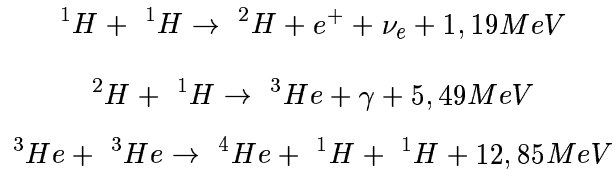
1.3.1 Die Sonne

Eine der nächsten Röntgenquellen ist unsere Sonne. Aufgrund ihrer Oberflächentemperatur von rund 6000 K dürfte sie eigentlich kaum Röntgenstrahlung emittieren. Doch die sie umgebende Korona ist wesentlich heißer ($\sim 10^6$ K), weshalb dort Röntgenstrahlung als thermische Strahlung entsteht.

1.3.2 Supernovaexplosionen

Eine wesentlich stärkere Quelle von Röntgenstrahlung sind Supernovaexplosionen. Jeder Stern ab einer Masse von 0,08 Sonnenmassen bezieht seine Energie aus Fusionsprozessen die in seinem Inneren ablaufen. Dort verschmilzt Wasserstoff zu Deuterium und dann zu Helium, wobei

große Mengen an Energie frei werden. Der dabei ablaufende Prozess wird als pp-Reaktion bezeichnet:



Irgendwann ist der Vorrat an Wasserstoff aufgebraucht. Ist die Masse des Sterns größer als 3 Sonnenmassen, so beginnt das ${}^4\text{He}$ selbst zu fusionieren. Es kommt schrittweise zum Kohlenstoff-, Sauerstoff- und Stickstoffbrennen, was auch als Schalenbrennen bezeichnet wird. Bei diesen Reaktionen entstehen, wie die Bezeichnung bereits impliziert, vor allem die Elemente Kohlenstoff, Stickstoff und Sauerstoff. Dies geht schrittweise weiter, bis die Verschmelzungen beim Eisen angelangt sind. Hier enden die thermonuklearen Brennprozesse; die Energiebilanz aus Fusionsprozessen, bei denen höherwertige Elemente als Eisen entstehen, ist nicht mehr positiv. Der Stern erlischt also in seinem Inneren, wo sich das schwere Eisen angesammelt hat. Bis zu diesem Zeitpunkt hat die durch die Fusion frei werdende Strahlung dem gewaltigen Gravitationsdruck entgegengewirkt. Da diese aber nun fehlt, beginnt der Stern zu kollabieren. Dabei fallen die äußeren Sternschichten auf sein Zentrum. Die Schockwelle prallt dort jedoch an dem Nickel-Eisen-Kern ab und wird in den Weltraum geschleudert, wobei bizarre Figuren entstehen können (siehe Abbildung 1.6). Der Stern explodiert. Dieser Vorgang wird als

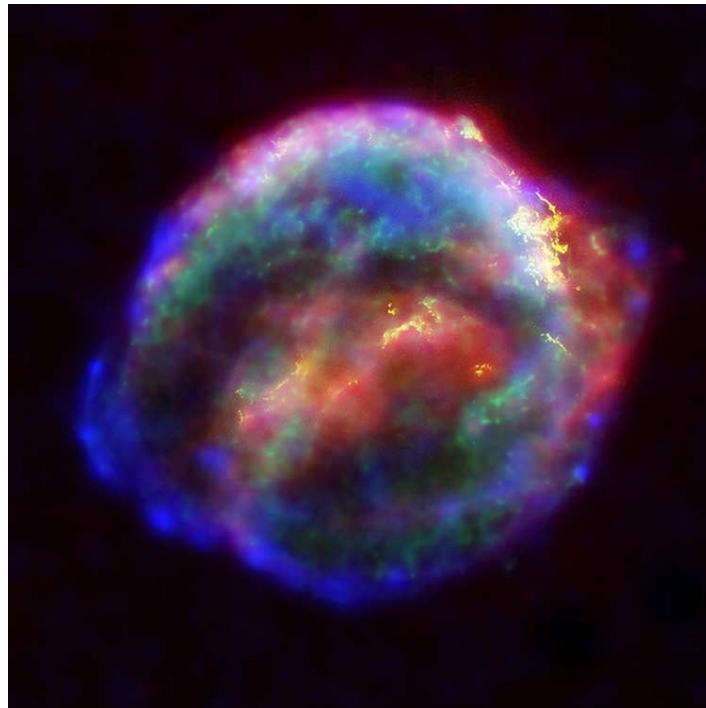


Abbildung 1.6: Dieser Supernovaüberrest ist nach Kepler benannt, der ihn vor etwa 400 Jahren intensiver erforschte. Jede Farbe steht hierbei für einen anderen Bereich im elektromagnetischen Spektrum. [NASA]

Supernova Typ II bezeichnet, bei der schlagartig soviel Energie freigesetzt wird, dass weitere

Elemente jenseits des Eisens entstehen. Diese meist instabilen Elemente zerfallen unter Aussendung harter Röntgenstrahlung. Die größte Menge Röntgenstrahlung entsteht jedoch zu Beginn der Explosion in Form thermischer Bremsstrahlung des heißen Plasmas in der Schockfront des kollabierenden Sterns. Insgesamt wird soviel Energie frei, dass die Leuchtkraft um mehrere Größenordnungen ansteigt und die Supernova kurzzeitig die Helligkeit einer ganzen Galaxie besitzen kann.

Früher war man der Meinung, dass bei einer solchen Explosion ein neuer Stern entstehe, daher der Ausdruck 'Nova'. Heute ist jedoch bekannt, dass es sich dabei um das Ende eines Sternenlebens handelt, wobei je nach Masse des übrigbleibenden, kompakten Zentralobjekts verschiedene Endstadien erreicht werden:

- Beträgt die Restmasse zwischen 1,4 und ~ 3 Sonnenmassen, so ist der gravitative Druck so groß, dass die Elektronen in den Atomkern 'hineingedrückt' werden und ein Neutronenstern entsteht. Er besitzt eine Dichte von 10^{12} kg/cm^3 und hat einen Durchmesser von typischerweise 20 km.
- Bei einer Restmasse von über 3 Sonnenmassen ist der Druck so groß, dass der Gravitationskraft nichts mehr entgegenwirken kann; der Sternüberrest kollabiert zu einer Singularität, die als Schwarzes Loch bezeichnet wird. Dieses wird vom Ereignishorizont umschlossen, einem mathematisch gedachten Horizont, an dem die Fluchtgeschwindigkeit gleich der Lichtgeschwindigkeit ist. Da schon in der Speziellen Relativitätstheorie die Lichtgeschwindigkeit eine Obergrenze für Signale darstellt, die nicht überschritten werden kann, trennt der Ereignishorizont alle Ereignisse, die innerhalb des Horizonts geschehen, von der Aussenwelt ab. Aus diesem Grund kann einem Schwarzen Loch nicht einmal mehr das Licht entkommen und es erscheint so vollkommen schwarz.

Eine Supernova vom Typ I wird in Abschnitt 2.3 beschrieben.

1.3.3 Pulsare

Bei der Entstehung eines Neutronensterns schrumpft - wie eben geschildert - der Stern auf einen Bruchteil seiner ursprünglichen Ausdehnung, sein Drehimpuls bleibt aber erhalten. Dadurch kann die Rotationsdauer auf wenige Sekunden oder sogar wenige Millisekunden sinken. Der Neutronenstern besitzt ein sehr starkes Magnetfeld im Bereich von 10^8 Tesla, da aufgrund der Gesetze der Elektrodynamik das Produkt aus Sternquerschnitt und Magnetfeld (magnetischer Fluss) konstant bleibt.

Die Magnetfeldlinien rotieren mit dem Sternüberrest mit und reißen dabei Teile des ihn umgebenden ionisierten Gasnebels mit. Gleichzeitig bewegen sich die geladenen Teilchen (meist Elektronen) vom Stern weg. Dadurch entsteht Synchrotronstrahlung (siehe 1.2.3). Bildet das Magnetfeld des Neutronensterns mit der Drehachse einen bestimmten Winkel, so durchflutet der an den Magnetpolen emittierte Strahlungskegel den Weltraum wie der Strahl eines Leuchtturms. Liegt nun die Erde in diesem Kegel, so wird die Strahlung in pulsierender Form wahrgenommen. Ein solcher Stern wird als Pulsar bezeichnet.

1.3.4 Röntgendoppelsterne

Eine weitere sehr interessante Quelle von Röntgenstrahlung sind Röntgendoppelsterne. Dabei kreisen ein Stern und ein kompaktes Objekt wie ein Schwarzes Loch, ein Neutronenstern oder ein Weißer Zwerg um den gemeinsamen Schwerpunkt. Sind sich die beiden Sterne nahe genug,



Abbildung 1.7: Der Crab Pulsar, ein schnell rotierender Neutronenstern mit der Größe von Manhattan. Das Bild entstand aus mehreren Aufnahmen im sichtbaren Bereich mit dem Hubble Teleskop und im Röntgenbereich durch Chandra. [NASA]

kann es zu einem Materiefluss auf den kompakten Stern kommen. Für diesen Vorgang kann es drei Gründe geben:

- Bei der WINDAKKRETION⁶ geht vom Begleitstern ein starker Sonnenwind (Materieabstrahlung), in der Größenordnung von 10^{-10} - 10^{-5} Sonnenmassen pro Jahr aus. Diese wird vom kompakten Objekt eingefangen.
- Jeder Stern besitzt ein sogenanntes ROCHE-VOLUMEN, das durch sein Gravitationspotential und sein Zentrifugalpotential bestimmt ist. Wird dieses vom Stern vollständig ausgefüllt, so kommt es zum ROCHE-LOBE-OVERFLOW, wobei Materie auf den kompakten Begleitstern überströmt. Da diese Materie aufgrund der Rotationsbewegung des 'Spendersterns' einen Drehimpuls besitzt, muss sie diesen erst abgeben. Deshalb bildet sich eine Akkretionsscheibe aus: Die Materie sammelt sich auf einer rotierenden Scheibe um den akkretierenden Sternrest, wobei sie den Drehimpuls durch Stöße an andere Materie abgibt und sich immer schneller auf den kompakten Begleiter zubewegt. Dabei heizt sich die Materie durch Reibung auf Temperaturen von bis zu 10^7 K auf und gibt deshalb thermische Röntgenstrahlung ab.
- Hat ein Stern eine hohe Rotationsgeschwindigkeit, so kann sich aufgrund der Zentrifugalkraft im Äquatorbereich ein 'Wulst' ausbilden (BE-STERN). Hierbei besteht die Möglichkeit, dass der kompakte Begleiter auf der Bahn um den gemeinsamen Schwerpunkt

⁶Unter Akkretion (lat. accrescere = hinzuwachsen) versteht man den Prozess, bei dem Materie von einem kosmischen Objekt aufgesammelt wird.

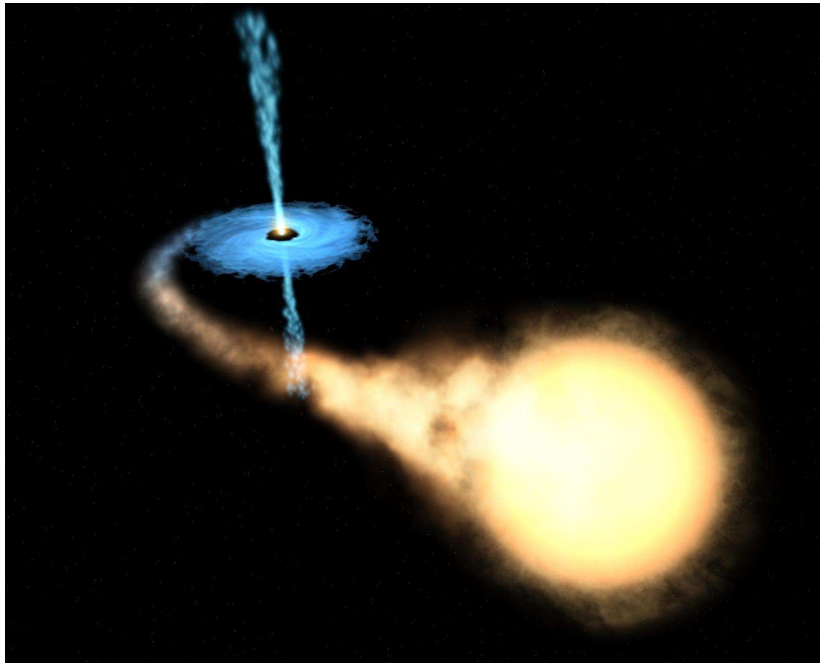


Abbildung 1.8: Eine künstlerische Darstellung wie ein Schwarzes Loch um einen Stern kreist und von diesem Materie akkretiert. Oben und unten treten Jets aus dem Schwarzen Loch aus, sie bestehen aus Teilchen, die sich mit annähernd Lichtgeschwindigkeit bewegen. [NASA]

den anderen Stern in dieser 'Äquatorscheibe' berührt und von ihm Materie aufnimmt. Bei diesem Vorgang bildet sich ebenfalls ein Akkretionsscheibe aus und es entsteht, wie oben beschrieben, Röntgenstrahlung.

1.3.5 Aktive Galaxienkerne (AGN)

AGNs sind die wohl leuchtstärksten Röntgenquellen im Universum. Es wird vermutet, dass es sich dabei um Galaxien handelt, in deren Zentrum sich ein extrem massereiches Schwarzes Loch befindet mit mehreren Millionen oder gar Milliarden Sonnenmassen. Dieses nimmt ständig an Masse zu, indem es naheliegende Gaswolken oder durch die gewaltigen Gezeitenkräfte zerrissene Sterne in seiner Nähe 'auffrisst'. Aufgrund der Drehimpulserhaltung kann die Materie nicht sofort in das Schwarze Loch fallen, sondern spiralt wie bei den Röntgendoppelsternen auf das Loch zu. Durch Reibung heizt sich das Material so stark auf, dass es eine Leuchtkraft abgibt von mehreren Milliarden Sternen und damit ähnlich hell wie die gesamte Wirtsgalaxie ist, die deshalb meist nicht zu erkennen ist. Senkrecht zur Akkretionsscheibe können aus bisher noch nicht gänzlich geklärten Gründen Jets austreten. Dies sind Materieströme, die mit sehr hoher Geschwindigkeit, nahe der Lichtgeschwindigkeit, in den Weltraum ausgestoßen werden und als extrem starke Sender im Radiobereich beobachtet werden können. Einige AGN's werden auch als QUASARE bezeichnet. Dabei steht Quasar für Quasi-stellare Radioquelle. Sie wurden 1960 radioastronomisch entdeckt und erschienen optisch zunächst sternartig. Sie sahen aus wie ein Lichtpunkt, der nicht aufgelöst werden konnte, daher auch der Name.

1.3.6 Galaxiencluster

Je nach der Größenordnung des Beobachtungsbereiches, finden sich verschiedene Strukturen im Universum. Angefangen auf der Atomebene über Moleküle bis zu unserem Sonnensystem, das sich ja bekanntlich in einem noch größeren System, der Milchstraße, befindet. Doch auch hier ist noch keine Grenze erreicht, da Galaxien sich wiederum in noch größeren Strukturen, den Galaxienhaufen anordnen, in unserem Fall der **LOKALEN GRUPPE**, einem Verband aus etwa 30 Galaxien, die sich auf ein Gebiet von ca. 5 Millionen Lichtjahren verteilen. **GRUPPEN** von Galaxien, wie die **LOKALE GRUPPE**, formen zusammen sogenannte **HAUFEN VON GALAXIEN** (Clusters of Galaxies), in denen sich $10^3 - 10^6$ Galaxien befinden. Doch selbst diese Haufen formen noch größere Einheiten, die **SUPERHAUFEN**. So ist die **LOKALE GRUPPE** teil des **VIRGO-HAUFENS**, eines Verbands mit 160 weiteren Gruppen und einem Durchmesser von 100 Millionen Lichtjahren. Diese **CLUSTER** finden sich im Universum jedoch nicht gleichmäßig verteilt, sondern bilden eine Wabenstruktur, in deren Zwischenräumen sich die sogenannten **VOIDS** befinden, gigantische Gebiete mit einem Durchmesser von 10 - 50 Mpc⁷, in denen die mittlere Galaxiendichte auf etwa 20% des üblichen Wertes absinkt. An den Knotenpunkten der Waben finden sich die **SUPERCLUSTER** (siehe Abbildung 1.9).

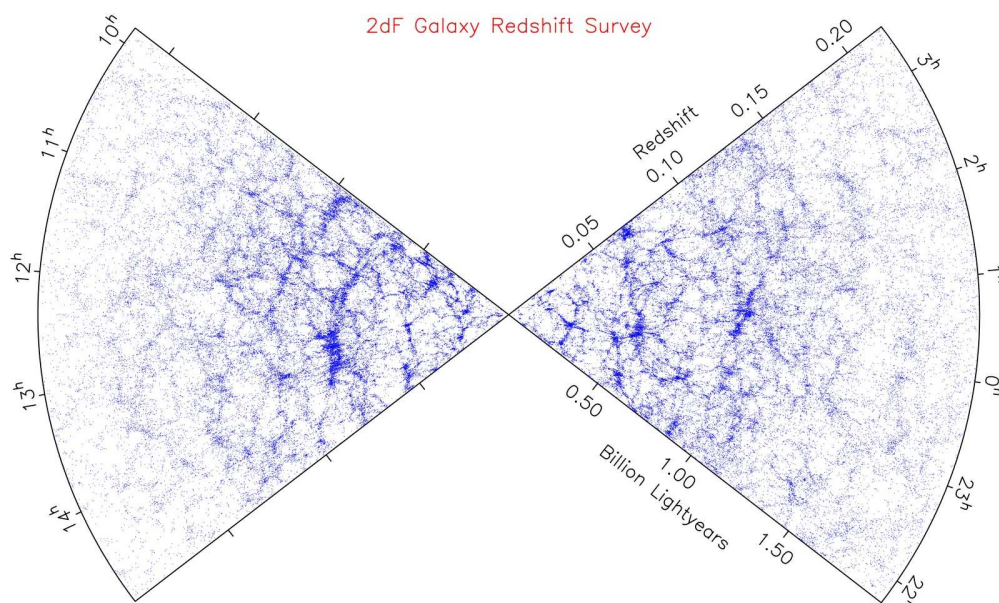


Abbildung 1.9: Der 2dF Galaxy Redshift Survey (2dFGRS) ist eine Durchmusterung, die 5% des Himmels abdeckt. Jeder Punkt stellt dabei eine der 221 000 beobachteten Galaxien dar. Dabei sind die Wabenstruktur und die Voids gut zu erkennen. [2dFGRS]

In einer Entfernung von etwa 600 Millionen Lichtjahren zur Erde findet sich an den Schnittstellen mehrerer **VOIDS** die größte bis jetzt bekannte Massenansammlung, die **GROSSE MAUER**. Sie ist eine extreme Häufung von Galaxien, 500 Millionen Lichtjahre lang und 200 Millionen Lichtjahre breit. Zu klären, wie diese Strukturen entstanden sind, zählt zu den größten Fragen der Kosmologie.

⁷Mpc = Mega Parsec; ein Parsec ist die Entfernung, unter dem der Abstand Erde Sonne (im Mittel 150 Millionen Kilometer) im Winkel von einer Bogensekunde erscheint, was $3,09 \cdot 10^{16}$ m entspricht

In dem Raum zwischen den Galaxien befinden sich riesige Gaswolken, die Temperaturen von einigen Millionen Kelvin besitzen und durch die Gravitationswirkung zwischen den Galaxien dort gefangen sind. Sie leuchten aufgrund ihrer hohen Temperatur im Röntgenbereich. Mit ihrer Hilfe und der Bewegung der Galaxienhaufen lässt sich auf die vorhandene Masse schließen. Berechnungen haben gezeigt, dass das 100-300fache an Masse vorhanden sein müsste, um die Bewegungen zu erklären, weshalb die DUNKLE MATERIE eingeführt wurde (siehe Kapitel 2).

1.3.7 Röntgenhintergrundstrahlung

Dabei handelt es sich um eine Röntgenstrahlung, die sich über den gesamten Himmel erstreckt. Ursprünglich wurde sie bereits in dem Raketenexperiment, in dem Sco X-1 entdeckt wurde, gesehen, ihre Quelle war aber lange Zeit unklar. Es wurde vermutet, dass heißes interstellares Gas die Quelle der Strahlung sei. Doch als 1999 der Röntgensatellit Chandra⁸ startete, und mit ihm ein sehr kleiner Ausschnitt aus der Röntgenhintergrundstrahlung genauer untersucht wurde, zeigte sich endgültig, dass es sich bei 80% der Strahlung um einzelne Quellen handelt, höchstwahrscheinlich um sehr weit entfernte aktive Galaxien (AGN). Der Rest stammt vermutlich von dem oben beschriebenen intergalaktischen Gas. Vermutet wurde diese Tatsache schon länger, aber Chandra lieferte den endgültigen Beweis dafür.

1.4 Detektieren von Röntgenstrahlung

Das menschliche Auge ist nur im sichtbaren Bereich des elektromagnetischen Spektrums empfindlich. Die wahrscheinliche Ursache hierfür ist, dass die Sonne eben in diesem Bereich die meiste Leuchtkraft besitzt. Alles was darüber oder darunter liegt, verschließt sich unseren Sinnen. Einzig die Infrarotstrahlung können wir noch über die Haut als Wärmereiz wahrnehmen. Um Strahlung jenseits des sichtbaren Bereichs trotzdem wahrnehmen zu können, bedarf es technischer Hilfsmittel. Derer gibt es verschiedene, wovon die einfachste und auch erste Möglichkeit, Röntgenstrahlung nachzuweisen, der Proportionalzähler ist.

1.4.1 Der Proportionalzähler

Dabei handelt es sich um eine mit Edelgas (meist Argon) gefüllte Kammer. Die einfachste Ausführung ist ein Rohr, in dessen Mitte ein Draht gespannt ist, an dem ein Potential von mehreren 100V anliegt. Das Gehäuse dagegen ist geerdet. Tritt nun ionisierende Strahlung, wie Röntgen- oder Gammastrahlung ein, so ionisieren die Photonen auf ihrem Weg durch die Kammer einige Argonatome. Diese werden nun zur Anode hin beschleunigt und ionisieren ihrerseits auf ihrem Weg dorthin weitere Argonatome. Es entsteht eine Ladungslawine. Wird nun die Ladung gemessen, so kann auf die Energie des eingetretenen Photons geschlossen werden.

Dieser Detektor war in der Anfangszeit der Röntgenastronomie von großer Bedeutung, spielt aber heute kaum noch eine Rolle. Heute werden meist Halbleiterdetektoren verwendet.

⁸Das Röntgenteleskop mit der größten Fokallänge (10 m) im Weltall wurde 1999 von der NASA gestartet. Seinen Namen erhielt Chandra von dem indisch-amerikanischen Nobelpreisträger Subrahmanyan Chandrasekhar.

1.4.2 Halbleiterdetektoren

Das Grundprinzip bei dieser Detektorart ist, dass Photonen ins Halbleitermaterial eintreten und dort mehrere Elektronen-Loch-Paare erzeugen. Durch den pn-Übergang herrscht hier ein elektrisches Feld, durch das die Paare getrennt werden und es kann eine der Energie des eingetretenen Photons proportionale Ladung gemessen werden. Eine genauere Beschreibung findet sich im Kapitel 4 dieser Arbeit.

Ein typischer Vertreter dieser Detektorart ist das CCD (Charged Couple Device), auf welches ebenfalls in Kapitel 4 genauer eingegangen wird.

Kapitel 2

Die dunkle Seite des Universums

2.1 Am Anfang war das Nichts!?

Heutzutage gilt die Big-Bang-Theorie als allgemein anerkannte Theorie über den Anfang des Universums und damit auch der Zeit an sich. Die Frage, was davor war, ist nicht zu beantworten, da es keine Zeit, und somit auch kein 'davor' gab. Alles begann nach heutigen Berechnungen vor etwa 14 Milliarden Jahren in einem Punkt unendlich kleinen Volumens und unendlich hoher Energiedichte (was auch als Singularität bezeichnet wird), der sich mit großer Geschwindigkeit ausbreitete. Wobei die Vorstellung, dass das Universum mit einer Explosion begann, die sich dann im Raum ausdehnte, falsch ist, da auch der Raum selbst erst mit dem Big Bang erschaffen wurde. Die Theorie wird von folgenden Fakten gestützt:

Die Rotverschiebung

In den 20er Jahren des letzten Jahrhunderts beobachtete Edwin Hubble¹ diverse Nebel am Nachthimmel. In manchen dieser Nebel entdeckte er Sterne, deren Leuchtkraft sich mit der Zeit änderte. Diese hatten verblüffende Ähnlichkeit mit sogenannten Cepheiden, Sternen deren Leuchtkraft sich streng periodisch ändert. Aus der Arbeit von Henrietta Levitt² war bekannt, dass der Logarithmus der Pulsperiode proportional zu deren Leuchtkraft ist. Sind nun die Pulsperiode und die scheinbare Helligkeit, die ja mit zunehmender Entfernung der Quelle abnimmt, bekannt, so kann direkt auf die Entfernung des Sterns geschlossen werden. Damit konnte Hubble zeigen, dass einige dieser Nebel keine interstellaren Nebel sind, sondern dass es sich um ferne Galaxien, ähnlich unserer Milchstraße, handeln muss. Des weiteren entdeckte Hubble 1929, dass die Spektren weit entfernter Galaxien rotverschoben sind, umso mehr, je weiter sie von uns entfernt sind. Diesen Effekt deutete er als Doppler-Effekt, und schloss daraus, dass sich das Universum ausdehnt.

Der Doppler-Effekt beschreibt die Tatsache, dass sich das ausgesandte Licht einer sich vom Beobachter entfernenden Lichtquelle in den Rotbereich verschiebt. Kommt die Lichtquelle auf den Beobachter zu, so wird sie blauverschoben. Kurz gesagt: Entfernt sich eine Lichtquelle, so wird das von ihr ausgesandte Licht langwelliger. Diese Verschiebung lässt sich dadurch messen, dass man das Spektrum des von einer fernen Galaxie zu uns kommenden Lichts untersucht, denn es enthält ganz charakteristische Emissions- und Absorptions-Linien.

¹US-amerikanischer Astronom, lebte von 1889 - 1953, nach ihm ist das große Weltraumteleskop benannt

²Astronomin, lebte von 1868-1921

Die Absorptionslinien kommen dadurch zustande, dass das Licht nach seiner Entstehung in einem fernen Stern erst durch dessen Atmosphäre gelangen muss, oder auf dem Weg zur Erde Gaswolken durchläuft. Dabei werden, je nach den dort vorhandenen Elementen, bestimmte Wellenlängen des Spektrums absorbiert, was dann auf der Erde als dunkle Linie im Spektralbild zu erkennen ist.

Die Emissionslinien werden von Atomen beim Übergang eines Elektrons des Atoms von einem höheren auf ein niedrigeres Energieniveau oder beim Einfang eines Elektrons durch ein Atom ausgesandt. Die Emissionslinien sind dabei charakteristisch für ein bestimmtes chemisches Element und aus Labormessungen wohl bekannt. Werden nun diese mit jenen aus dem Spektrum der Galaxie verglichen, so kann die Rotverschiebung gemessen und so auf eine Fluchtbewegung der Galaxien geschlossen werden. Diese ist umso größer, je weiter die Galaxie von uns entfernt ist. Daraus könnte nun geschlossen werden, dass unsere Milchstraße eine zentrale Position im Kosmos einnehme und der Urknall in eben dieser stattgefunden habe, doch dem ist nicht so. Da sich alle Galaxien voneinander entfernen, wäre das Bild in einer anderen Galaxie genau dasselbe.

Die kosmische Hintergrundstrahlung

Ein weiterer Hinweis auf die Big-Bang-Theorie ist die kosmische Mikrowellen- Hintergrundstrahlung. Sie stammt, so die Theorie, aus der Zeit etwa 400 000 Jahre nach dem Big Bang. Zu dieser Zeit war der Kosmos wesentlich dichter und heißer als heute, so dass der vorhandene Wasserstoff nicht in der uns heute bekannten atomaren Form vorkam, sondern in ionisierter Form als Plasma aus Protonen, Neutronen und Elektronen. An diesen wurde die vorhandene Strahlung immer wieder gestreut, wie Licht in einem dichten Herbstnebel. Erst als sich das Universum auf etwa 3000K abgekühlt hatte, so dass sich Protonen und Elektronen zu Wasserstoffatomen zusammenschließen konnten, waren auch die Photonen der kosmischen Hintergrundstrahlung in der Lage, größere Entfernungen ohne gestreut zu werden zurückzulegen. Eben jene Photonen lassen sich heute als kosmische Hintergrundstrahlung messen. Durch die Expansion des Kosmos hat sich auch die Temperatur der kosmischen Hintergrundstrahlung auf den heute gemessenen Wert von durchschnittlich 2,725K³ abgekühlt. Egal in welche Richtung die Messinstrumente gerichtet werden, sie ist in erster Näherung überall gleich, was wieder ein Indiz für die Urknalltheorie ist, da keine andere Quelle vorstellbar ist, die den ganzen Kosmos auf diese Art 'erhellen' könnte.

Auch das von der Urknalltheorie vorhergesagte Energiespektrum der kosmischen Hintergrundstrahlung stimmt sehr gut mit dem gemessenen überein. Bisher gibt es keine alternative Theorie, die dieses Kriterium ebenfalls erfüllen würde. Durch die Messung der kosmischen Hintergrundstrahlung durch COBE⁴ und in neuerer Zeit durch WMAP ist uns ein Blick zurück in die Zeit 400 000 Jahre nach dem Big Bang gelungen, da die Photonen seit diesem Zeitpunkt kaum noch gestreut wurden.

Mit Hilfe extrem empfindlicher Instrumente, die Temperaturunterschiede von einem millionstel Grad detektieren können, ist es dabei gelungen, Strukturen in der Temperaturverteilung der kosmischen Hintergrundstrahlung zu entdecken (siehe Abbildung 2.1). Es handelt sich hierbei um einen 'Abdruck' der damals vorhandenen Materiedichte. Diese Strukturen könnten

³Der Wert stammt vom WMAP (Wilkinson Microwave Anisotropy Probe), einer amerikanischen Raumsonde, die 2001 startete und Unterschiede in der kosmische Hintergrundstrahlung im Bereich von 20 millionstel Kelvin misst.

⁴Cosmic Background Explorer, er war der Vorgänger von WMAP und flog von 1989-1993

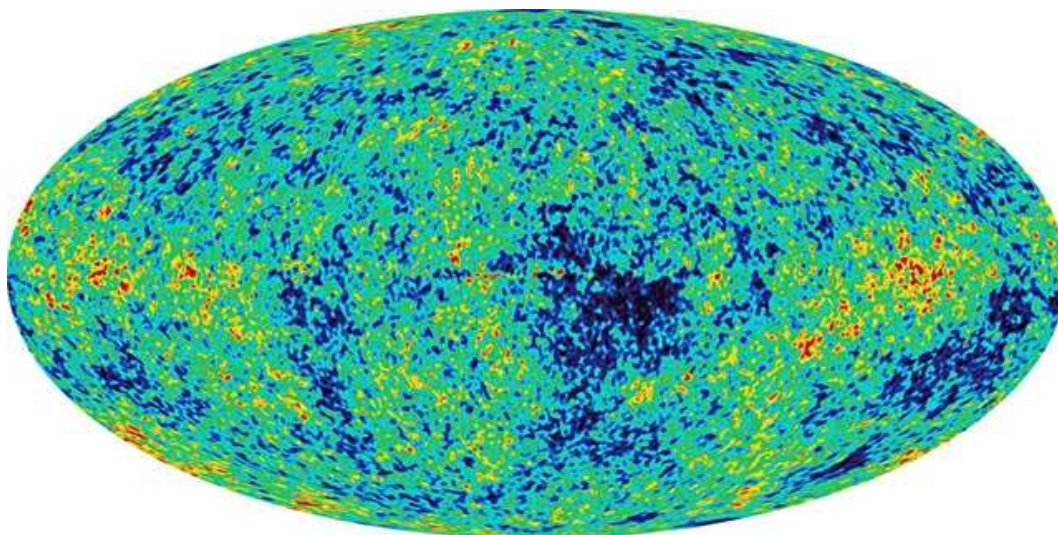


Abbildung 2.1: Das WMAP-Bild zeigt 13 Milliarden Jahre alte Temperaturschwankungen von einigen millionstel Kelvin in der kosmischen Hintergrundstrahlung, die die Saatkörner der heutigen Galaxien bildeten [NASA].

dann als ‘Kondensationskeime’ für die Entstehung der Galaxien und Galaxiehaufen gedient haben.

Aber wie kamen diese Dichteschwankungen zustande?

Die klassischen Theorien beschreiben ein Universum, welches zu Beginn eine isotrope und homogene Massendichte aufwies. Somit hätten sich keine Massenansammlungen bilden können, damit auch keine Galaxien, und letztendlich würden auch wir als Beobachter nicht existieren. Dass dem nicht so ist, ist der Grund, warum wir heute über diese Dichteschwankungen nachdenken können.

Die Gravitation konnte diese Dichtefluktuationen nur verstärken, der Auslöser dafür musste woanders liegen. Die geringen Inhomogenitäten konnten sich nur bilden, wenn die Materiedichte im frühen Universum sehr hoch war, wesentlich höher als sie durch die heute bekannte sichtbare Materie hätte sein können. Unter anderem deshalb wurde die Existenz einer sogenannten Dunklen Materie gefordert.

2.2 Dunkle Materie

Einer der ersten Hinweise darauf, dass ‘da draußen’ noch mehr sein muss als nur die sichtbare Materie, ist die Rotationsbewegung der Galaxien. Ausgehend von der Gültigkeit der Keplerschen Gesetze müssten weiter vom Rotationszentrum entfernte Objekte sich langsamer um selbiges drehen als sich näher bei ihm befindliche. Beobachtungen zeigen jedoch, dass die Geschwindigkeit der Sterne um das Zentrum unserer Galaxie relativ konstant ist, unabhängig davon, wie weit sie vom Zentrum entfernt sind. Dieser Sachverhalt kann nur erklärt werden, wenn in unserer Galaxie mehr Materie vorhanden ist, als wir sehen können. Hier könnte wieder die Dunkle Materie des Rätsels Lösung sein. Derselbe Effekt wurde auch bei anderen, weit entfernten Galaxien entdeckt.

Ein anderer Hinweis ist die von Röntgensatelliten entdeckte Röntgenstrahlung aus der Umgebung von Galaxienhaufen (siehe Abbildung 2.2). Die Quelle dafür ist sehr heißes Gas, im

Bereich von 10 Millionen Grad. Aufgrund der hohen Temperatur ist dieses sehr beweglich. Damit es gravitativ an den Galaxienhaufen gebunden bleibt, muss dieser eine viel größere Masse besitzen, als im optischen Bereich an sogenannter barionischer Materie erkennbar ist: Ein weiteres Indiz für die Existenz der Dunklen Materie.

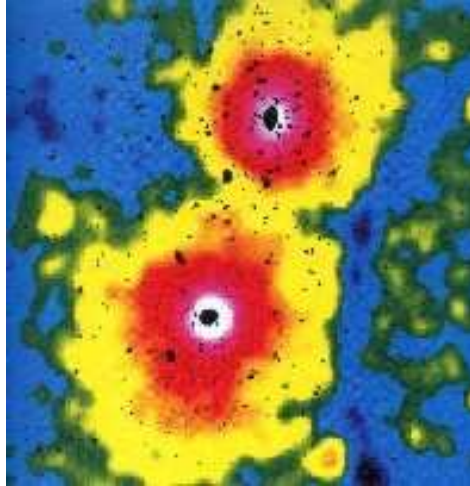


Abbildung 2.2: Der Galaxienhaufen Abell 3528 zeigt bei Messungen im Röntgenbereich ein riesiges leuchtendes Gebiet. Die Farben deuten Helligkeit an, die Galaxien selber sind in schwarz über die Röntgenisophoten gemalt. Das leuchtende Gas hat eine Temperatur von etwa 10 Millionen Grad. Dies kann nur im Galaxienhaufen gebunden bleiben, wenn dessen Masse sehr groß ist. In diesem Fall braucht man deutlich mehr Masse, als die bekannten Massekomponenten (die in schwarz eingezeichneten Galaxien) erklären können. Ein klarer Fall für Dunkle Materie [ROSAT].

Was kann man sich unter dieser 'ominösen' Dunklen Materie vorstellen?

Es handelt sich um eine Form von Materie, die nur gravitativ mit sich selbst und mit anderer Materie in Wechselwirkung tritt. Es gibt also keinerlei elektromagnetische Wechselwirkung und damit auch keine Möglichkeit, Dunkle Materie auf diesem Wege wahrzunehmen. Es ist gut möglich, dass sie überall ist, sogar direkt um uns herum, wir sie aber nicht wahrnehmen können, ähnlich den Neutrinos, die uns jede Sekunde zu zig Millionen durchströmen, von denen wir aber wegen der so gut wie nicht stattfindenden Wechselwirkung nichts bemerken. Neutrinos galten lange Zeit als Kandidaten für Bestandteile der Dunkle Materie. Sie entstehen bei Kernfusionsprozessen, wie sie z.B. in der Sonne ablaufen. Neutrinos sind die einzigen nichtbarionischen Teilchen, deren Existenz nachgewiesen ist. Doch nach heutigem Wissensstand ist ihre Masse viel zu gering, um die Dunkle Materie zu erklären.

Es gibt noch andere Erklärungsversuche für die Dunkle Materie. Es könnten z.B. Neutronensterne oder Schwarze Löcher als Ursache in Frage kommen. Doch ihre Anzahl müsste so groß sein, dass es Probleme bei der Entwicklung der Galaxien gegeben hätte. Das Gravitationspotential Schwarzer Löcher, wobei es sich um die 'Leichen' sehr massereicher Sterne handelt, ist so stark, dass ihm nicht einmal Photonen entkommen können, weshalb diese Objekte auch nicht direkt beobachtbar sind. Bevor ein solch massereicher Stern von mehr als 3 Sonnenmassen zum Schwarzen Loch wird, produziert er über Kernfusionsprozesse schwere Elemente, die zum Teil bei der Supernovaexplosion in den Weltraum geschleudert werden. Da zu Beginn

des Universums keine schweren Elemente vorhanden waren, erschließt sich anhand der heute vorhandenen Verteilung schwerer Elemente die Anzahl der Supernova-Explosionen seit dem Urknall. Diese liegt weit unter der erforderlichen Grenze, um auch nur annähernd für die Erklärung der Dunklen Materie in Betrachtung zu kommen.

Ein weiterer, sehr interessanter Kandidat sind sogenannte 'Braune Zwerge'. Dabei handelt es sich um Sterne, die leichter als 0,08 Sonnenmassen sind. Bei ihnen reicht die Masse nicht aus, um eine Kernfusion zu zünden oder diese nur in sehr geringer Form ablaufen zu lassen. Da sich solche kleinen Sterne, sofern sie überhaupt als solche bezeichnet werden können, bevorzugt bilden und diese praktisch nicht leuchten, wären sie geeignete Kandidaten für die Quelle der Dunklen Materie. Ob ihre Anzahl aber ausreicht, die Dunkle Materie zu erklären, ist äußerst fraglich! Es gibt noch weitere Erklärungsversuche, von denen aber keiner so richtig überzeugen kann.

Eine zentrale Rolle spielt die Dunkle Materie wenn es um die Zukunft des Universums geht. Betrachten wir dazu die Allgemeine Relativitätstheorie von Albert Einstein⁵ aus dem Jahre 1916: Einsteins Ziel bestand darin, die Relativitätssprinzipien sowie invariante Größen in Einklang mit der Gravitation zu bringen. Dazu musste er sich von der üblichen Vorstellung von Raum und Zeit trennen. Er stellte sich die Raumzeit wie eine Art Gummituch vor, welches ohne die Anwesenheit von Masse eine euklidische Geometrie aufweist. Kommt nun eine Masse ins Spiel, so krümmt diese die Raumzeit. Somit ist die Gravitation eine Eigenschaft des Raumes und damit äquivalent zur Raumzeit. Statt dem Universum als zusätzliche Struktur übergestülpt zu werden, wird die Gravitation auf fundamentalster Ebene zu einem integralen Bestandteil von selbigem. Sowohl Materie als auch Licht sind gezwungen, der Krümmung des Raums zu folgen. Einstein ging zunächst von einem statischen Universum aus, da alle bis zum damaligen Zeitpunkt gemachten Beobachtungen diesen Schluss nahelegten. Um dem auch in seinen Gleichungen gerecht zu werden, fügte er eine Konstante, die sogenannte KOSMOLOGISCHE KONSTANTE ein. Ohne diese würden die Gleichungen ein expandierendes oder ein kollabierendes Universum vorhersagen. Alexander Friedmann⁶, ein Zeitgenosse Einsteins, bemerkte, dass dies eine sehr instabile Korrektur war, so als wolle man einen Stift auf der Fingerspitze balancieren. Er teilte die Lösungen dieser sogenannten Feldgleichungen in drei Kategorien ein (siehe auch Abbildung 2.3):

1. Die Gravitation reicht aus, die Expansion des Universums zum Stillstand zu bringen und diese sogar wieder umzukehren. In diesem Fall überwiegt also die potentielle Energie die kinetische Energie im Weltall. Es kann gezeigt werden, dass die Raumzeit dabei eine sphärische Krümmung ähnlich einer Kugeloberfläche besitzt, weswegen dann von einem GESCHLOSSENEN UNIVERSUM gesprochen wird.
2. Es herrscht ein Gleichgewicht zwischen potentieller und kinetischer Energie, was dazu führt, dass die Expansionsgeschwindigkeit abgebremst wird, aber erst nach einer unendlich langen Zeit zum Stillstand kommt. Ein solches Universum wird als FLACHES UNIVERSUM bezeichnet.
3. Die Gravitation reicht nicht aus, die Expansion zu stoppen. Ein solches Universum wird als OFFENES UNIVERSUM bezeichnet.

⁵Deutscher Physiker 1879-1955

⁶Russischer Mathematiker 1888-1925

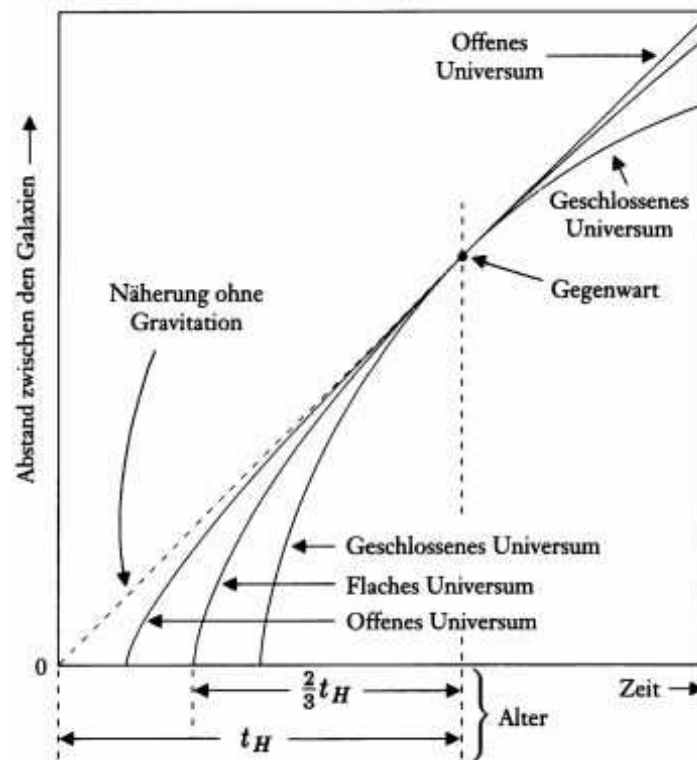


Abbildung 2.3: Das Bild zeigt den Verlauf der verschiedenen Friedmannmodelle, wobei t_H die Hubblezeit ist [www.raumfahrer.net].

Interessant ist, dass alle drei Lösungen, die von Friedmann 1922 veröffentlicht wurden, von einer Expansion des Raumes ausgehen. Dies wurde 1929 durch die Beobachtungen von Edwin Hubble bestätigt. Daraufhin revidierte Einstein seinen vermeidlichen Fehler der Einführung der KOSMOLOGISCHE KONSTANTE und bezeichnete diese selbst als 'größte Eselei seines Lebens'. Jedoch sollte sich einige Jahrzehnte später herausstellen, dass dies eventuell doch nicht so falsch war und es sich dabei eventuell um die heute heiß diskutierte Dunkle Energie handeln könnte. Doch dazu später mehr.

Je nachdem welche Lösung nun zutrifft, ist das Universum unterschiedlich alt. Welche dies ist, hängt von der Materiedichte im Universum ab. Liegt diese unter der kritischen Massendichte, so trifft die dritte Lösung zu, das Universum würde sich in alle Ewigkeit ausdehnen und als ödes, absolut leeres und bitterkaltes Nichts enden - keine schöne Vorstellung.

Liegt sie darüber, würde die erste Lösung gelten, das Universum würde sich nach einer Zeit der Expansion wieder zusammenziehen und in einem Punkt unendlicher Dichte enden und alles könnte wieder von vorn beginnen. Diese Theorie eines immerwährender Kreislaufs wurde lange favorisierte.

Entspräche die Massendichte genau der kritischen Massedichte, so würde die Expansion nach unendlich langer Zeit zum Stillstand kommen.

Durch eine Abschätzung der Menge an sichtbarer Materie in unserem Universum ergeben sich je nach Modell nur etwa 4% der kritischen Massendichte. Demnach wäre unser Universum ein offenes Universum.

Allerdings stellte 1982 Alan Guth⁷ eine Modifikation der klassischen Urknalltheorie vor, die die Zeit direkt nach dem Urknall betrifft. Er fügte eine Phase ein, in der das Universum exponentiell ansteigend und mit Überlichtgeschwindigkeit expandierte. Diese Theorie wird als Inflationstheorie⁸ bezeichnet. Damit konnte Guth unter anderem die Fluktuationen in der Materiedichte des sehr frühen Universums erklären. Jedoch trifft diese Theorie einige weitere Vorhersagen, so z.B. dass die Massendichte im Universum nahe an der kritischen Massendichte liegen muss, und wir so also in einem flachen Universum leben. Wenn dem so ist, wo befinden sich dann die fehlenden 96% Materie zur kritischen Massendichte?

Hier kommt wieder die Dunkle Materie ins Spiel. Aus Abschätzungen der Rotationsbewegung von Galaxien und der Bewegung von Galaxienhaufen lassen sich etwa 23% an Dunkler Materie vorhersagen - also immer noch nicht genug. Um die noch fehlenden 73% zu erklären wird eine weitere Form der Materie postuliert, die sogenannte DUNKLE ENERGIE, etwas noch Rätselhafteres als die Dunkle Materie.

2.3 Dunkle Energie

Ausgehend von der Urknalltheorie müsste sich die Expansionsgeschwindigkeit des Universums auf Grund der Gravitationswirkung verlangsamen. Dies sollte mit Hilfe der Beobachtung von ganz speziellen Sternexplosionen in weit entfernten Galaxien, sogenannter Supernovae Ia genau vermessen werden.

Bei Supernovae Ia handelt es sich um Sternexplosionen in Doppelsternsystemen, bei denen ein Weißer Zwerg einen roten Riesenstern⁹ umkreist. Ein weißer Zwerg ist eine 'Sternleiche' von ungefähr der Masse der Sonne, der auf das Volumen der Erde komprimiert ist. Dieser kann aufgrund seiner großen Gravitationskraft Materie des Begleitsterns abziehen, die dann in einer Akkretionsscheibe langsam auf den Weißen Zwerg spiraliert. Dabei kommt es zu mehreren Novaausbrüchen, wobei kurzzeitig der akkretierte Wasserstoff zündet und zu schwereren Elementen fusioniert. Irgendwann hat der Weiße Zwerg soviel Materie aufgenommen, dass er instabil wird. Dies geschieht bei etwa 1,4 Sonnenmassen, der sogenannten Chandrasekhar-Masse (siehe Abschnitt 1.3.2), und er endet in einer gewaltigen Supernovaexplosion. Die dabei ablaufenden physikalischen Prozesse sind bei dieser Art Sternexplosion stets gleich, weshalb auch die Helligkeit der Supernova Ia stets gleich ist. Wird nun die bei uns ankommende Helligkeit gemessen, so lässt sich dadurch auf die Entfernung der Explosion und damit auch auf ihr Alter schließen.

Eine andere Methode zur Entfernungsbestimmung ist die auf dem weiter oben bereits beschriebenen Doppler-Effekt beruhende Rotverschiebung z entfernter leuchtender Objekte. Sie hat ihre Ursache in der Expansion des Universums und folgt einem linearen Zusammenhang zwischen Entfernung und Fluchtgeschwindigkeit, was Hubble in folgendem Gesetz formulierte:

$$v = H_0 d$$

⁷Physikprofessor am MIT, *1947

⁸Nach der Inflationstheorie hat sich der Durchmesser des Universums in dem extrem kurzen Zeitraum von 10^{-34} Sekunden bis 10^{-32} Sekunden nach dem Urknall mit Überlichtgeschwindigkeit um ca. das 10^{29} fache ausgedehnt. Dies stellt keinen Widerspruch zu Einsteins Spezieller Relativitätstheorie dar, nach der es keine höhere Geschwindigkeit als die Lichtgeschwindigkeit (300.000 km/sec) geben kann, denn während der Inflationsphase expandierte der Raum selbst mit Überlichtgeschwindigkeit, die darin befindliche Materie und Energie wurde mitgerissen.

⁹Ein Stern von großer Ausdehnung (typischerweise 100 Sonnenradien) von relativ niedriger Temperatur (2000-3500K). Seine rote Farbe entsteht durch den hohen Eisenanteil.

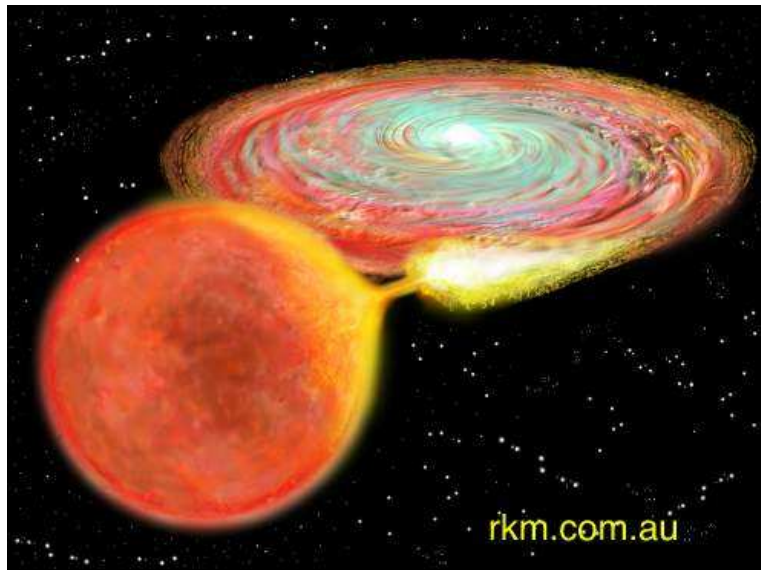


Abbildung 2.4: Das Bild zeigt eine Computeranimation einer beginnenden Supernova Ia, indem ein Weißer Zwerg Materie von seinem Begleitstern akkretiert.

Darin ist H_0 die Hubblekonstante mit einem Wert von 71 km/s Mpc. Es ist nun anhand dieses Gesetzes ebenfalls möglich, die Entfernung zu bestimmen.

1997 spürte das Hubble Weltraumteleskop¹⁰ die bis dahin am weitesten entfernte Supernova Ia auf. Sie besaß eine Rotverschiebung von $z = 1,7$, was einer Entfernung von etwa 10 Milliarden Lichtjahren entspricht. Die Messung ihrer Leuchtkraft ergab ein unerwartetes Ergebnis: Ihre Leuchtkraft war für diese Entfernung viel zu gering. Daraus ergab sich nur die eine Schlussfolgerung, dass die Supernova weiter von der Erde entfernt ist, als sie aufgrund ihrer Rotverschiebung sein dürfte. Selbige Beobachtung konnte inzwischen an zahlreichen weiteren Supernovae Ia mit $z \geq 1$ bestätigt werden¹¹. Dies war eine bittere Pille für die Astronomen, denn das bis dahin als gültig angenommene Modell eines Universums, das sich in seiner Ausdehnung aufgrund der Gravitationswirkung der in ihm befindlichen Materie verlangsamt, musste verworfen werden. Stattdessen ist die einzige plausible Deutung dieser Messungen, dass sich die Ausdehnung des Universums nicht verlangsamt, sondern beschleunigt. Eine Tatsache, die die Fachwelt in Aufruhr versetzte und eine Vielzahl neuer Fragen aufwarf. Die wichtigste dieser Fragen: Welche Kraft steckt hinter dieser Beschleunigung? Denn seit Newton ist bekannt, dass jede Geschwindigkeitsänderung einer Kraft bedarf.

Die alten Griechen führten zu den ihnen bekannten vier Elementen, Feuer, Wasser, Luft und Erde, ein fünftes ein, welches den Mond und die Sterne zusammenhalten sollte. Dieses nannten sie QUINTESSENZ. Heute bezeichnet dieser Begriff jene geheimnisvolle Kraft, die die beschleunigte Expansion verursacht und somit der Gravitationskraft entgegenwirkt. Da bis heute keine antigravitativ wirkende Kraft bekannt ist und man außer ihrer Existenz sonst nichts über sie weiß, wird sie in Analogie zur Dunklen Materie auch als DUNKLE ENERGIE bezeichnet. Da-

¹⁰Ein die Erde in einer Umlaufbahn umkreisendes Spiegelteleskop mit 2,4m Durchmesser, welches nach dem Astronomen Edwin Hubble benannt ist.

¹¹1998 machte sich ein Forscherteam um Adam G. Riess daran den Nachthimmel systematisch nach Supernovae vom Typ SN Ia abzusuchen. Am Schluß hatten sie 16 Supernovae des gewünschten Typs, die alle das Ergebnis bestätigten.

durch könnte auch Einsteins ‘größte Eselei’, die KOSMOLOGISCHE KONSTANTE, eine neue Bedeutung bekommen. Möglicherweise wird die Dunkle Energie gerade durch diese Konstante beschrieben.

Doch einiges an dieser Theorie ist zweifelhaft und nicht alle Astronomen sind von der Richtigkeit der Schlußfolgerungen überzeugt! So könnte das Licht der Supernovae auf seinem langen Weg zu uns durch intergalaktischen Staub abgeschwächt worden sein. Des Weiteren wäre es möglich, dass Sternexplosionen in entfernten Galaxien anders verlaufen als in unserer Nähe. Dagegen spricht, dass Weiße Zwerge nur in einem sehr engen Massenbereich existieren und nur eine ganz bestimmte Menge an Materie auf diese überströmen kann, bevor es zur Supernova kommt. Damit ist die Helligkeit in einem recht kleinen Rahmen festgelegt. Aus diesem Grund ist die Mehrheit der Kosmologen von der Richtigkeit dieser Ergebnisse überzeugt. Die beschleunigte Expansion des Kosmos ist daher heutzutage als Tatsache anerkannt. Doch damit sehen die Kosmologen sich mit der schwierigen Aufgabe konfrontiert, ein physikalisches Modell dieser Quintessenz abzuliefern.

Alle bis heute bekannten Materieformen, ja sogar die Dunkle Materie, üben ausschließlich einen ‘positiven Druck’ aus, das heißt sie wirken gravitativ anziehend. Es muss also eine unbekannte Energieform geben, die einen ‘negativen Druck’ auf das Universum ausübt, eine Art Antigravitation. Um Licht in das Dunkel eben dieser Fragen zu bringen, soll im Jahr 2007 der Satellit DUO, um dessen Instrumentierung es in dieser Diplomarbeit geht, gestartet werden.

Kapitel 3

DUO

Dark Universe Observatory

3.1 Ziele von DUO

DUO steht für Dark Universe Observatory, wobei es sich um einen geplanten Röntgensatelliten handelt. Eine der Hauptaufgaben von DUO wird es sein zu klären, von welcher Natur die im vorherigen Kapitel beschriebene mysteriöse Dunkle Energie ist, die das Universum beschleunigt expandieren lässt, sowie eine genaue Bestimmung der Zustandsgleichung eben dieser Energie und ihrer eventuellen Veränderung mit der Zeit. Werden die Messungen der Hintergrundstrahlung, die mit Hilfe von WMAP entstanden, alleine betrachtet, so fordern diese ein flaches Universum. Nur unter Zuhilfenahme von verschiedenen, voneinander unabhängigen Messungen wird es möglich sein herauszufinden, in welchem Verhältnis sich Dunkle Energie, Dunkle Materie und die normale, sichtbare Materie die Zusammensetzung unseres Universums teilen. Die Wirkung der Dunklen Energie ist in kleinen Dimensionen wie etwa unserem Sonnensystem nicht wahrzunehmen, da sie ja sonst Auswirkungen beispielsweise auf die Keplerschen Gesetze gehabt hätte. Erst bei Längenskalen von ganzen Galaxienhaufen, also mehreren Millionen Lichtjahren, wird deren Wirkung messbar. Deshalb soll DUO etwa 10 000 Galaxienhaufen entdecken und vermessen und so versuchen, die Zustandsgleichung w der Dunklen Energie auf $\pm 0,14$ einzugrenzen. Zusätzlich wird sich mit den Ergebnissen von DUO die Massendichte im Universum auf 1% genau bestimmen lassen.

Des Weiteren soll DUO das Energiespektrum der anfänglichen Dichtefluktuationen bestimmen, eben jene Fluktuationen, die die Kondensationskeime für die Bildung von Galaxien waren. Damit wird es die Messungen von WMAP ergänzen und deren Präzision auf kleineren Längenskalen erhöhen.

Um dies zu erreichen, ist geplant, dass DUO in der Basismissionszeit von zwei Jahren zwei Durchmusterungen durchführt. Die erste wird eine Fläche von rund 6000 Quadratgrad abdecken und innerhalb des Bereiches liegen, welcher ebenfalls durch SDSS¹ durchmustert wur-

¹Das Sloan Digital Sky Survey wird ein Viertel der gesamten Himmelskugel aufnehmen und dabei die Positionen und absoluten Helligkeiten von über 100 Millionen Objekten bestimmen. Des Weiteren wird es die Entfernungen zu über einer Million Galaxien und Quasare ermitteln. Daraus wird eine dreidimensionale Karte des Universums gefertigt werden, deren Volumen etwa 100 mal größer ist als das bereits bestehender Karten. Diese Karte wird enthüllen, wie groß die größten Strukturen im Universum wirklich sind und wie sie aussehen. Es wird helfen zu verstehen, wie Galaxien wie unsere Milchstraße sich aus den kleinen Dichtefluktuationen kurz nach dem Urknall gebildet haben.

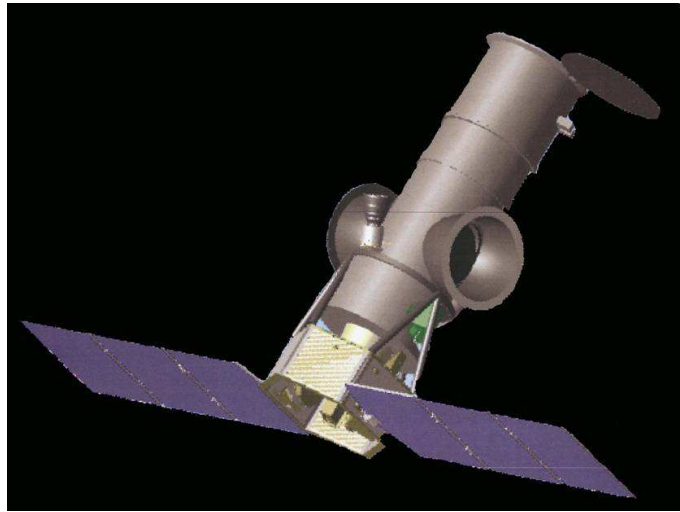


Abbildung 3.1: Eine erste Computeranimation des Satelliten DUO [Griffiths et al.(2004)].

de. Es wird dabei mit der Entdeckung von 8000 Galaxienhaufen gerechnet, was dann bis zu einer Rotverschiebung von $z=0,7$ alle in diesem Bereich vorhandenen Haufen sein werden. Der Vorteil dabei besteht darin, dass von 95% der neu entdeckten Cluster die Rotverschiebung durch Messungen von SDSS schon bekannt sein wird.

Nahe dem galaktischen Südpol wird es dann eine zweite Durchmusterung von 150 Quadratgrad geben, in der dann etwa 1800 Galaxiehaufen bis zu einer Rotverschiebung von 1,5 entdeckt werden. Es wird dann möglich sein, diese Daten mit den Daten aus dem Mikrowellenhintergrund zu kombinieren, wodurch man sich neue Erkenntnisse und eine höhere Genauigkeit erhofft. Die Empfindlichkeit von DUO wird etwa um das 100fache höher sein, als die der Durchmusterung von ROSAT, wodurch bei den Beobachtungen etwa 200 000 neue Punktquellen entdeckt werden, die meisten davon wohl AGNs.

3.2 Die Instrumente an Bord von DUO

Bei DUO wird es sich um eine Small Explorer Class (SMEX) Mission handeln. Dies sind Missionen, die relativ preiswert und in ihrem Aufbau recht kompakt sind. Meist liegt ihr Gewicht zwischen 180 kg und 250 kg, und ihr Energieverbrauch im Orbit zwischen 50 W und 200 W. An Bord von DUO werden sich folgende Instrumente befinden:

Als fokussierende Einheit dienen sieben Wolterteleskope (siehe Abschnitt 1.1), die jeweils aus einem Set von 27 ineinander geschachtelten Spiegelschalen bestehen. Die Teleskope sind in ihrer Blickrichtung gegeneinander versetzt angeordnet, sodass jedes einen anderen Himmelsausschnitt betrachtet und so ein Siebtel zum Gesamtblickfeld beiträgt. Die Spiegel werden einen Durchmesser von 17 cm haben, 30 cm lang sein und je etwa 11 kg wiegen. Ein großer Vorteil von DUO wird sein, dass es größtenteils auf bereits vorhandene Hardware zurückgreift. So sollen die Röntgenoptik und die optische Bank eine Kopie von ABRIXAS² sein. Bei den

²A Broadband Imaging X-Ray All-sky Survey, ein Röntgensatelliten, der leider wenige Stunden nach seinem Start seinen Dienst aus technischen Gründen quittierte.

Röntgendetektoren wird es sich um eine Weiterentwicklung der auf XMM-Newton erfolgreich arbeitenden pn-CCDs handeln, sogenannten Frame-Store pn-CCDs, auf die im nächsten Kapitel noch genauer eingegangen wird. Von ihnen wird es sieben Stück geben, mit einem Bildbereich von je 256 x 256 Pixeln, wobei jede Detektoreinheit einen Kreis von 41,3 Bogenminuten am Himmel abdeckt, was etwas mehr als die Fläche des Vollmonds ist. Um einwandfrei zu arbeiten, müssen die CCDs auf -80°C abgekühlt werden. Dies geschieht mit Hilfe von Radiatoren, die die Wärme in den Weltraum abstrahlen. DUO wird zwei dieser Radiatoren besitzen, die im Winkel von 180° zueinander stehen. Zeigt nun einer von ihnen zufällig in Richtung der Erde, so arbeitet dieser nicht mehr, da er die Temperaturstrahlung der Erde 'sieht', die wesentlich höher als die -80°C ist. In diesem Fall zeigt aber der zweite Radiator in den extrem kalten Weltraum, wodurch eine kontinuierliche Kühlung gesichert wird.

Das Satellitendesign selbst, welches schon bei anderen Missionen erfolgreich zum Einsatz kam, basiert auf den Entwürfen von Ball Aerospace³. In die Erdumlaufbahn wird der Satellit mit Hilfe einer Taurus 2110 gelangen, einer amerikanischen Drei-Stufen-Rakete. Die Bahn wird sich in einer Höhe von 600 km befinden und einen Winkel von 28,5 Grad zum Äquator haben. Im Anschluss an die nominelle Missionszeit wird man weitere Messungen mit DUO durchführen können und so beispielsweise interessante Bereiche am Himmel aufspüren, für die es sich lohnt, neue Missionen zu entwerfen und zu starten. DUO würde dann als eine Art Auskundschafter fungieren.

Tabelle 3.1: Überblick der wissenschaftlichen Ziele von DUO [Griffiths et al.(2004)].

Wissenschaftliche Fragen	Benötigte Parameter	Messgenauigkeit	Messung
Wieviele Dunkle Materie gibt es?	Ω_M	$\pm 0,01$	Verteilung der Rotverschiebung der Cluster; Veränderung der Temperaturfunktion der Cluster
Wieviele Dunkle Energie gibt es?	Ω_E	$\pm 0,01$	Das räumlich verteilte Energiespektrum von Cluster mittlerer Entfernung
Welche Eigenschaften hat die Dunkle Materie?	Ω_ν	$\pm 0,002$	Das räumlich verteilte Energiespektrum von Cluster mittlerer Entfernung
Wie lautet die Zustandsgleichung der Dunklen Energie?	w	$\pm 0,14$	Veränderung der Rotverschiebung des Energiespektrums
Ist die Zustandsgleichung der Dunklen Energie zeitabhängig?	$\frac{dw}{dz}$	$\pm 0,3$	Verteilung der Rotverschiebung der Cluster
Wieviele räumliche Strukturen hat die Dunkle Materie?	σ_8	$\pm 0,01$	Verteilung der Rotverschiebung der Cluster; Veränderung der Temperaturfunktion der Cluster

³Ball Aerospace produziert Produkte aus der Luft- und Raumfahrttechnik und andere High-Tech Lösungen für staatliche und kommerzielle Kunden.

Kapitel 4

Das Frame-Store pn-CCD von DUO

4.1 Was ist ein CCD?

Bei einem CCD (Charge-Coupled Device) handelt es sich um ein lichtempfindliches Halbleiterbauelement, welches eine ortsauflösende Messung der Lichtstärke ermöglicht. Anwendungen gibt es für CCDs zahlreiche, so z.B. in Digitalkameras, in Videokameras, Scannern und eben auch in der Astronomie. Dabei befindet sich der CCD-Chip im Brennpunkt eines Refraktors oder eines Spiegelteleskops oder eben - wie bei DUO - im Brennpunkt eines Wolterteleskops an Bord eines Satelliten. Nun werden nicht nur CCDs hergestellt, die im sichtbaren Bereich ihre maximale Empfindlichkeit besitzen, sondern auch solche, bei denen diese im Infrarot, im UV oder sogar im daran angrenzenden Röntgenbereich liegt. Da es sich beim CCD um ein Halbleiterbauelement handelt, soll zunächst kurz auf den Halbleiter eingegangen werden.

4.1.1 Der Halbleiter

Ein Halbleiter ist ein Festkörper, dessen elektrische Leitfähigkeit genau zwischen der eines Metalls und der eines Isolators liegt.

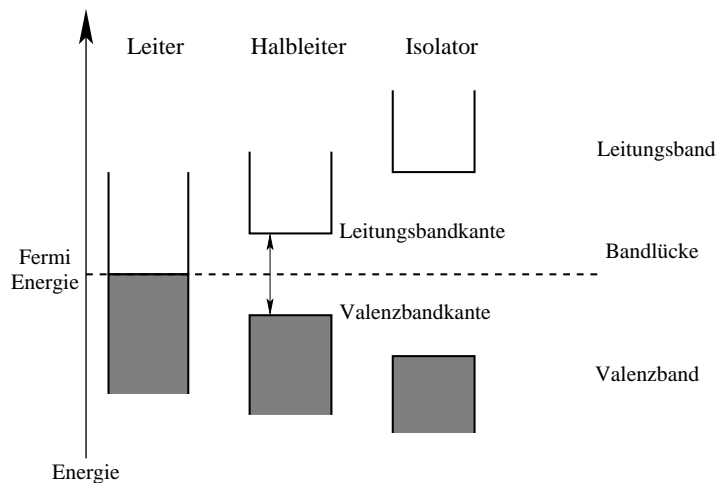


Abbildung 4.1: *Leiter, Isolator und Halbleiter nach dem Bändermodell*

Zu diesen Festkörpern gehören Elemente, die vier Valenzelektronen besitzen (Elemente aus

der vierten Hauptgruppe des Periodensystems), wie beispielsweise Silizium, aber auch Verbindungshalbleiter, wie Gallium-Arsenit (III/V-Halbleiter). In einem solchen Halbleiter sind die Atome in einem regelmäßigen Kristallgitter angeordnet. Durch ihre räumliche Nähe überlagern sich die einzelnen Energieniveaus und es entstehen sogenannte Energiebänder, in denen sich Elektronen aufhalten können. Dabei unterscheidet man Valenz- und Leitungsband, die bei Halbleitern einen Energieabstand zueinander von etwa 1-3 eV haben. Bei einer Temperatur von 0 Kelvin ist das Valenzband vollständig mit Elektronen besetzt und das Leitungsband völlig leer, es kann also kein Ladungstransport stattfinden. Erst bei steigender Temperatur bekommen einige Elektronen soviel Energie, dass sie die Bandlücke überwinden können und ins Leitungsband wechseln. Nun steht dieses Elektron und das im Valenzband entstandene Loch zum Ladungstransport zur Verfügung. Die elektrische Leitfähigkeit ist also stark temperaturabhängig.

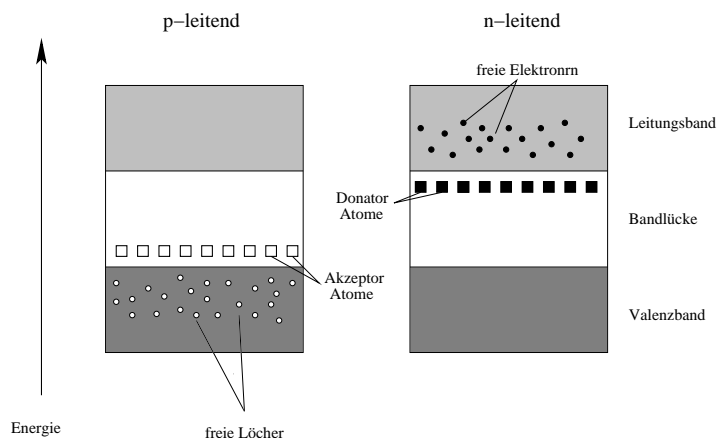


Abbildung 4.2: *p- und n-dotiertes Halbleitermaterial im Bändermodell*

Zusätzlich lässt sich die Leitfähigkeit auch durch Einbringen von Fremdatomen gezielt verändern. Diesen Vorgang bezeichnet man als Dotieren. Beim n-Dotieren werden gezielt fünfwertige Atome ins Kristallgitter des Halbleiters eingebracht, wie zum Beispiel Phosphor in Silizium. Dieses Element ist fünfwertig und hat somit beim Einbau in das Kristallgitter ein Elektron 'übrig', welches nun nur noch ganz schwach an das Phosphoratom gebunden ist und sehr leicht ins Leitungsband gelangt, wo es für den Ladungstransport zur Verfügung steht. Typische Größenordnungen sind hier $10^{15} - 10^{17}$ Fremdatome pro cm^3 , bei 10^{23} Atomen pro cm^3 , was bedeutet, dass etwa jedes 10 000 000te Atom ein Fremdatom ist.

Dotieren ist auch mit dreiwertigen Atomen wie Bor möglich, die ein Elektron 'zu wenig' besitzen. Diese können ein Elektron aus dem Valenzband einfangen, wo dann ein Loch entsteht, welches nun ebenfalls zum Ladungstransport dienen kann: Es ist ein p-Halbleiter entstanden.

4.1.2 Der pn-Übergang

Werden p-Halbleiter und n-Halbleiter in Kontakt gebracht, so bildet sich an der Kontaktstelle ein pn-Übergang mit interessanten Eigenschaften: Aufgrund des hohen Konzentrationsunterschiedes an freien Elektronen und Löchern entsteht ein Diffusionsstrom, d.h. freie Elektronen diffundieren aus dem n-Bereich in den p-Bereich und füllen dort die Löcher auf. Da die Atomrümpfe der Fremdatome ortsfest sind, wird der p-Bereich in der Nähe der Trennschicht negativ

und der n-Bereich positiv aufgeladen. Es entsteht ein elektrisches Feld, die sogenannte RAUMLADUNGSZONE. In ihr herrscht eine Verarmung an freien Ladungsträgern, weshalb sie auch als Verarmungs- oder DEPLETIONSZONE bezeichnet wird.

Durch eine von außen an den pn-Übergang angelegte Spannung kann nun dieses elektrische Feld (die Raumladungszone) je nach Polung entweder kompensiert werden, d.h. der Übergang wird leitfähig, oder verstärkt werden, d.h. der Übergang wird zum Isolator. Diese von der Polung abhängige Leitfähigkeit ist die Grundlage der Diode, einer Hauptanwendung des pn-Übergangs. Der pn-Übergang findet sich auch im Transistor und eben im CCD wieder.

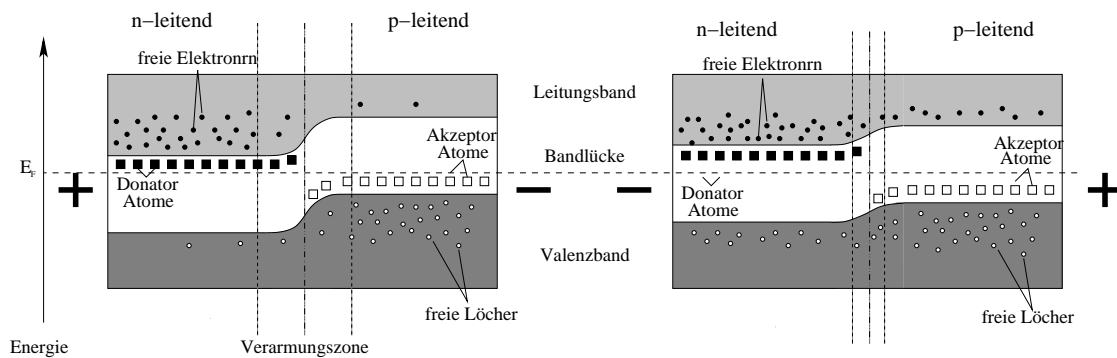


Abbildung 4.3: Werden *p*- und *n*-Halbleiter in Kontakt gebracht, ergibt sich der *pn*-Übergang, durch den die freien Ladungen je nach Polung frei fließen können (linkes Bild, die Diode ist in Durchlassrichtung gepolt) oder nicht (rechtes Bild, die Diode ist in Sperrrichtung gepolt). E_F ist die Fermi-Energie - sie ist die Maximalenergie, die ein Elektron bei 0 Kelvin haben kann.

4.1.3 Der innere Photoeffekt

Zur Absorption von Röntgenstrahlung in Materie kommen nur drei Effekte in Frage:

- Paarbildung
- Comptoneffekt
- Photoeffekt.

Die Paarbildung tritt erst oberhalb der Energie auf, die der doppelten Ruhemasse eines Elektrons entspricht, also ab 1,024 MeV - dieser Effekt hat für Röntgenstrahlung damit keine Bedeutung.

Auch der Comptoneffekt ist bei weicher Röntgenstrahlung kaum von Bedeutung, womit der dominierende Prozess der Photoeffekt ist.

Beim Photoeffekt entsteht durch die Absorption eines Photons im Atom des Festkörpers ein freies Elektron. Dazu muss das eintreffende Photon mindestens eine Energie besitzen, die der Auslösearbeit des Elektrons entspricht. Im Fall von Röntgenstrahlung ist diese Energie wesentlich höher, weshalb das 'herausgeschlagene' Elektron die restliche Energie des Photons als kinetische Energie erhält. Diese Energie gibt das Elektron nun durch Stöße an andere Elektronen im Festkörper weiter, wodurch diese Elektronen vom Valenzband ins Leitungsband gelangen können. Ein Teil der Energie wird auch an das Gitter in Form von Phononen

(Gitterschwingungen) weitergegeben. Das durch die Absorption des Photons entstandene freie Elektron hinterlässt eine Lücke, die durch ein Elektron aus einer höheren Schale aufgefüllt wird. Dabei entsteht ein Fluoreszenzphoton, welches anschließend wieder im Festkörper absorbiert wird und so weitere Elektron-Loch-Paare erzeugt. Das Auffüllen der Lücke kann jedoch auch strahlungslos erfolgen, wobei die freiwerdende Energie direkt an andere Elektronen weitergegeben wird, die nun wiederum ins Leitungsband gelangen können. Diese Prozesse gehen so lange weiter, bis die Strahlung oder die frei werdenden Elektronen nicht mehr genug Energie besitzen, um ein Elektron aus dem Valenzband ins Leitungsband anzuheben. Das ursprüngliche Röntgenphoton hat somit seine Energie an eine Vielzahl von Elektronen weitergegeben und eine Elektronenwolke ausgelöst. Die Anzahl der entstandenen Elektronen-Loch-Paare multipliziert mit der Energie der Bandlücke (bei Silizium 1,1 eV) entspricht aber nicht der Energie des Röntgenphotons, da, wie bereits erwähnt, auch Phononen angeregt werden. Aufgrund der Vielzahl an beteiligten Elektronen und der Tatsache, dass Valenz- und Leitungsband energetisch gesehen sehr breit sind, lässt sich eine mittlere Energie der pro Elektron-Loch-Paar benötigten Energie angeben, sie liegt bei 3,68 eV.

Die soeben geschilderten Prozesse laufen in der Verarmungszone einer in Sperrrichtung gepolten Diode ab, wodurch eine dauerhafte Ladungstrennung erst möglich wird. Durch die Messung der Ladung kann direkt auf die Energie des eingestrahnten Photons geschlossen werden. Eben dieser Effekt wird beim Bau eines CCDs ausgenutzt (siehe Abbildung 4.4).

Hat das Photon eine höhere Energie als die Bandlücke und wird es vollständig im Halbleitermaterial absorbiert, so entstehen mehrere Ladungspaare, eine sogenannte Ladungswolke.

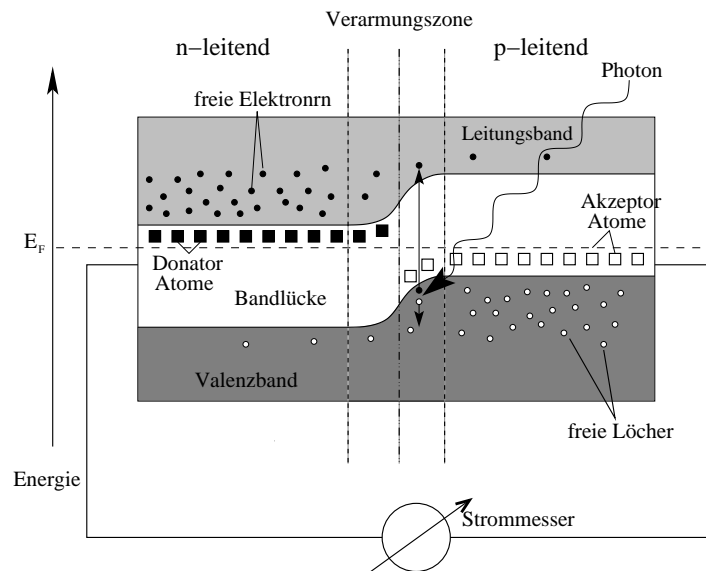


Abbildung 4.4: Das einfallende Photon wird im pn-Übergang absorbiert und erzeugt dabei mehrere Elektronen-Loch-Paare.

4.1.4 Das seitwärts depletierte CCD

Je energiereicher die eingestrahnten Photonen sind, umso weiter dringen sie auch in das Halbleitermaterial ein. Soll sehr energiereiche Strahlung, wie z.B. Röntgenstrahlung detektiert wer-

den, so muss die Depletionszone sehr groß sein. Dies wird mit der Seitwärtsdepletion erreicht. Dazu wird auf einen etwa $500 \mu\text{m}$ dicken, hochohmig n-dotierten Siliziumwafer oben und unten eine stark p-dotierte Schicht aufgebracht; es ergeben sich somit zwei Verarmungszonen. Wird an diese beiden pn-Dioden eine Sperrspannung angelegt, so vergrößern sich die Verarmungszonen, bis sie sich schließlich in der Mitte der n-Halbleiterschicht treffen (gewöhnlich beträgt die Sperrspannung $\sim 200\text{V}$). Dadurch ist das komplette Material zur Depletionszone geworden und somit sensitiv für Photoneneinstrahlung. Dies führt einerseits zu einer hohen Quanteneffizienz¹, zum anderen ermöglicht es eine Bestrahlung des CCDs von der Rückseite aus. Dies hat den großen Vorteil, dass keine Absorption der eintreffenden Photonen in der auf der Oberseite des CCDs aufgetragenen Pixel-Struktur stattfindet und diese Struktur auch besser vor der harten Röntgenstrahlung mit ihrer teilweise zerstörerischen Wirkung geschützt ist.

Durch geeignete Variation der beiden Sperrspannungen kann das in der Mitte des n-Halbleiters befindliche Potentialminimum verschoben werden. Idealerweise wird die Spannung so gewählt, dass sich das Minimum nahe der oberen p-Schicht befindet, was für den späteren Ladungstransport beim Auslesevorgang des CCDs wichtig ist.

Soweit handelt es sich um einen energieauflösenden Strahlungsdetektor. Wie gelingt es aber nun das Photon noch mit einer Ortsinformation zu belegen, um zu erfahren, wo es auf den CCD aufgetroffen ist?

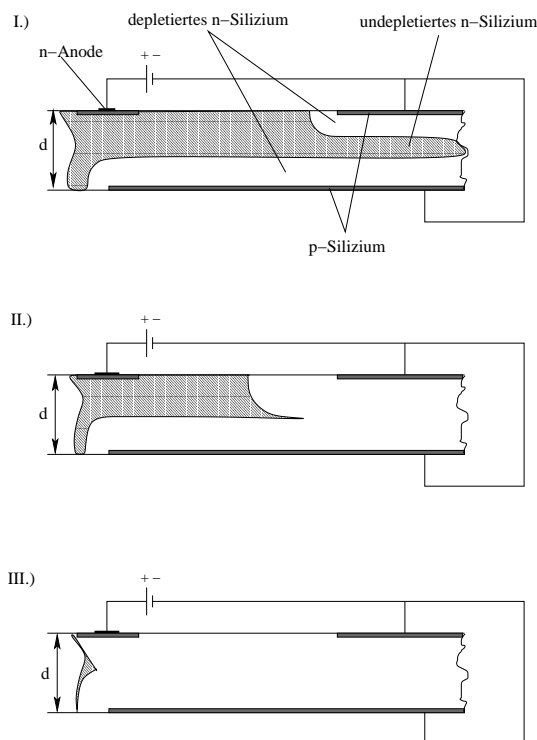


Abbildung 4.5: Das seitwärts depletierte pn-CCD. Dabei wird die Spannung von Bild I bis Bild III immer weiter erhöht, bis das ganze CCD depletiert ist.

¹Das Verhältnis der Anzahl an detektierten Photonen zur Anzahl der eingestrahelten Photonen.

4.1.5 Pixelerzeugung

Zur Erzeugung der Pixelstruktur wird die obere p-Schicht in Streifen (sogenannte TAKTREGISTER) eingeteilt, was durch Ionenimplantation² erreicht wird. Somit erhält man elektrisch voneinander getrennte Streifen, die durch Anlegen unterschiedlicher Potentiale an die Taktregister-Elektroden die Bewegung der Elektronen im Halbleiter darunter steuern. Unter den Taktregistern mit positivem Potential sammeln sich die Elektronen, wobei sich gleichzeitig die Konzentration der Elektronen unter benachbarten Registern ohne angelegtes Potential verringert. Dass die Elektronen nicht über die Taktregister abfließen, liegt an der im vorherigen Abschnitt beschriebenen seitwärts gerichteten Depletion, die die Elektronen im Potentialminimum zwischen Front- und Rückkontakt des CCDs gefangen hält.

Lateral senkrecht zu den Streifen der Taktregister sind zusätzlich Streifen mit hoher n-Dotierung eingebracht. Diese sogenannten CHANNELSTOPS verhindern ein Zerfließen der Ladungswolke längs der Taktregister und beschränken den Aufenthaltsort der Elektronen auf kleine Zellen, wobei je drei dieser Zellen ein Pixel bilden. Beim XMM pn-CCD haben die Pixel eine Abmessung von $150 \times 150 \mu\text{m}^2$. Die Richtung der Taktregister wird als Zeilenrichtung, die der Channelstops als Spaltenrichtung bezeichnet.

Der Aufbau ist in Abbildung 4.6 gezeigt. Während der Belichtungszeit bleiben die Taktregister auf dem eingestellten Potential und das CCD ist mit einem Raster aus Potentialtöpfen überzogen, wobei sich in jedem die Elektronen sammeln können, die direkt unter dem jeweiligen Pixel durch Photoneinfall entstanden sind.

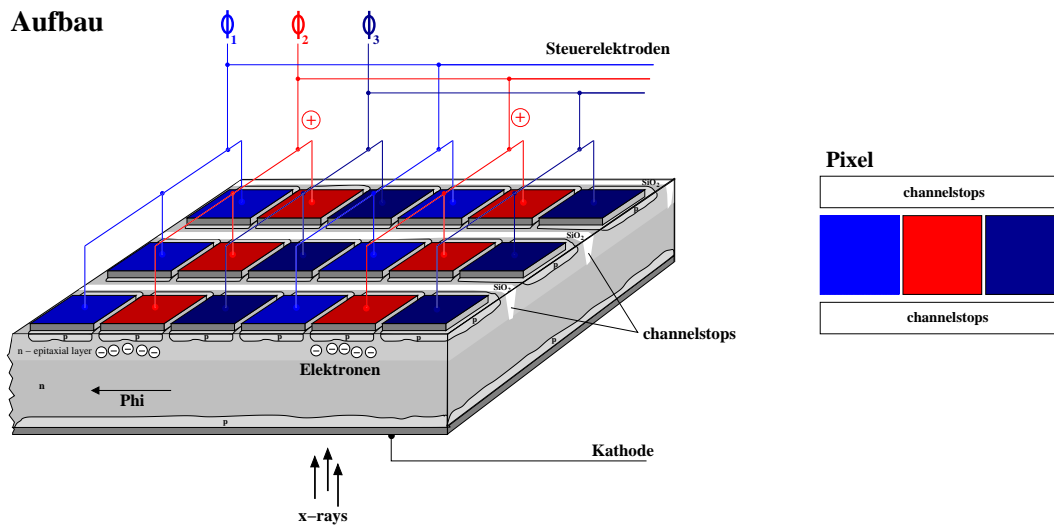


Abbildung 4.6: Das pn-CCD mit oben aufgebrachtener Pixelstruktur, die sich auf verschiedenen Potentialen befindet, um die durch ein Photon entstandene Ladungswolke am Ort ihres Entstehens zu halten [Thomas Schanz, IAAT].

4.1.6 Auslesen der Pixelstruktur

Bis jetzt wurden nur die Elektronen in einer Art Falle gefangen, aber es besteht noch keine Möglichkeit, auf sie zuzugreifen und ihre Anzahl und damit die Energie des ursprünglichen

²Ionenimplantation bezeichnet das gezielte Einbringen von Fremdionen

Photons zu bestimmen. Um dies zu erreichen, befindet sich an einem Ende der Channelstops die Auslese-Zeile, auf die nach und nach die einzelnen Ladungs-Wolken geschoben werden müssen, um sie von dort auslesen zu können. Da ein Taktregister über die ganze Breite des CCDs verläuft, kann durch Ändern des angelegten Potentials immer nur eine ganze Zeile beeinflusst, das CCD also nur zeilenweise gesteuert werden. Mit der Änderung der Potentialverhältnisse an benachbarten Taktregistern ist es nun möglich, die Ladung aus den Zellen eines Registers in die Zellen des benachbarten Registers zu verschieben, wobei die jeweilige Zellenzuordnung des Registers erhalten bleibt. Auf diese Weise kann die Ladung unter den Pixeln zeilenweise innerhalb des CCDs, und das Pixelbild als ganzes seitwärts aus dem CCD auf die Anode verschoben werden. Dies geschieht durch die sogenannten Phi-Pulse, von denen es drei gibt (Φ_1 , Φ_2 und Φ_3).

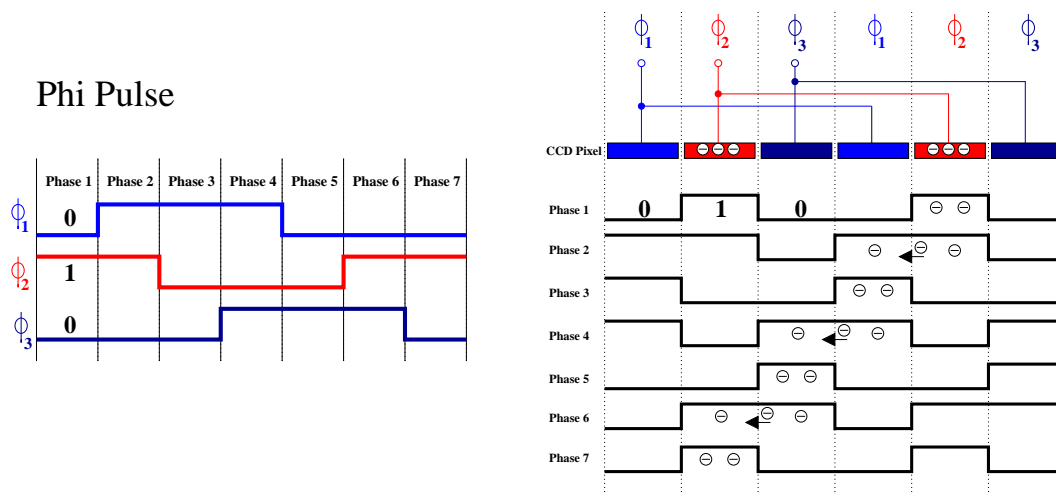


Abbildung 4.7: Links ist die zeitliche Abfolge der Phi-Pulse dargestellt, rechts die verschiedenen Phasen beim Auslesen des CCDs [Thomas Schanz, IAAT].

Diese werden nun an je eines der Taktregister eines jeden Pixels gelegt. Gesetzt den Fall, eine Ladungswolke befindet sich in einem Pixel, welches aus drei Taktregistern (T1, T2, und T3) besteht, wobei T2, unter dem sich die Wolke befindet, positiv (bzw. weniger negativ) geladen ist (Phase 1), so werden nacheinander folgende Schritte abgearbeitet: Zunächst wird das angrenzende Taktregister T1 auf das gleiche Potential wie T2 gebracht, wodurch sich die Elektronenwolke jetzt unter beiden Taktregistern ausbreiten kann, aber immer noch durch zwei angrenzende, negativ geladene Streifen eingegrenzt wird (Phase 2). Kurze Zeit später wird dann T2 negativ, wodurch sich die Elektronenwolke unter T1 sammelt (Phase 3). Jetzt wird T3 weniger negativ geladen und die Wolke kann sich unter T1 und T3 ausbreiten (Phase 4). Danach wird T1 negativ geladen, so dass sich die Ladungswolke nun unter T3 befindet (Phase 5). Zum Schluss wird dieser Vorgang ein weiteres Mal mit T3 und T2 des angrenzenden Pixels wiederholt (Phase 6 und 7). Damit wird erreicht, dass die Ladungswolke ein Pixel weiter in Richtung der Auslesezeile gewandert ist.

Diese komplette Sequenz wird so oft wiederholt, bis schließlich alle Ladungswolken auf die Auslesezeile geschoben und der weiteren Signalverarbeitung zugeführt sind. Die Ortsinformation erhält man durch einfaches Abzählen der Pixel, wobei auf den genauen Auftreffpunkt des Photons rückgerechnet werden kann.

Ein wichtiger Parameter eines CCDs ist die Spalten- und Zeilenzahl, die miteinander multi-

pliziert die Pixelanzahl des gesamten CCDs ergibt. Dabei ist die Richtung der Taktregister die Zeilenrichtung und die der Channelstops die Spaltenrichtung. Das FS pn-CCD (siehe Abschnitt 4.2) besitzt 256 x 256, also 65536 Pixel im Bildbereich, und noch mal so viele im Speicherbereich.

4.1.7 Out-of-Time-Events

Die Aufnahme eines Bildes teilt sich in zwei wichtige Phasen: die Integrationszeit, in der die eintreffenden Photonen gesammelt werden, und die Auslesephase, in der die Ladungen auf die Auslesezeile (Anode) geschoben werden. Typische Zeiten hierfür sind z.B. beim pn-CCD auf XMM-Newton 75ms für die Integrationszeit und 5ms für die Auslesephase.

Anders als optische CCD-Kameras besitzen Röntgen-CCD-Kameras kein Verschlussystem. Das CCD wird also auch während des Auslesevorgangs weiter belichtet. Da zum Auslesen das Pixelbild auf dem CCD sukzessive in Richtung der Anode verschoben wird, ist jedes Photon, das nach Beginn dieses Auslesezyklus im CCD registriert wird in seiner Position im Bezug auf das Ursprungsbild seitlich verschoben. Die entstehende Ladungswolke wird mit einer falschen Ortskoordinate 'belegt'. Diese Ereignisse werden als Out-of-Time-Events (OOT) bezeichnet. Ihre Anzahl ist direkt proportional zum Verhältnis von Auslesezeit zur Framezeit³.

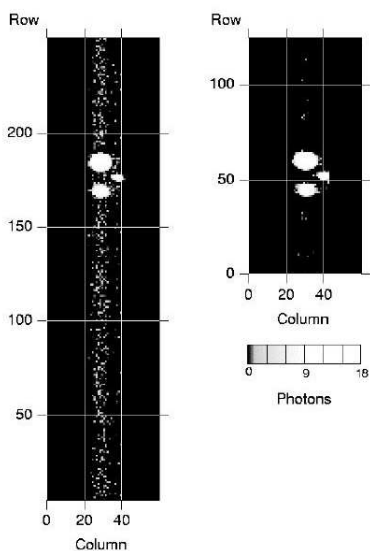


Abbildung 4.8: Die linke Abbildung zeigt den Full Frame Mode: Das FS pn-CCD wurde Zeile für Zeile ausgelesen. In der rechten Abbildung arbeitet das CCD im Frame Store Mode: Das Bild wurde schnell in den FS-Bereich geschoben und dann Zeile für Zeile ausgelesen. Deutlich ist die geringere Rate an Out-of-Time-Event zu erkennen [Meidinger et al.(2003)].

Wegen der falsche Ortskoordinate erfahren OOTs auch eine falsche CTE-Korrektur⁴, wodurch sich die Energieauflösung des CCDs verschlechtert. Gelingt es, die Auslesezeit zu reduzieren, so lässt sich damit das Auftreten der OOTs reduzieren.

Der Flaschenhals beim Auslesen ist nicht das Schieben der Ladungen, sondern die Verarbeitung der Signale (Verstärkung, siehe Abschnitt 4.3) und vor allem das Multiplexen, dem

³Framezeit = Integrationszeit + Auslesezeit, also die Zeit für ein komplettes Bild.

⁴Charge Transfer Efficiency, sie beschreibt die Tatsache, dass beim Auslesen des CCD nicht alle Ladungen weitergeschoben werden, da in Störstellen des Halbleiters einzelne Elektronen eingefangen werden. Somit haben detektierte Photonen gleicher Energie, die weiter entfernt von der Auslesezeile auftreffen eine niedrigere Energie, was sich aber mit Hilfe der CTE-Korrektur beseitigen lässt (siehe [Colli M. (1997)]).

sequentiellen Ausgeben der Pixelwerte zum ADC⁵. Eine Weiterentwicklung des pn-CCDs, das FS pn-CCD⁶, greift genau an diesem Punkt an.

4.2 Das FS pn-CCD

4.2.1 Funktionsprinzip des FS pn-CCD

Die FS-Kamera macht sich die Tatsache zu Nutze, dass das Schieben der Pixelladungen auf dem CCD um ein Vielfaches schneller (0,1ms) erfolgen kann als der Auslesevorgang in der Anode (10ms). Aus diesem Grund basiert der FS CCD aus zwei Bereichen zu je 256 x 256 Pixeln. Der eine Bereich ist der Bildbereich (Image-Area), auf dem das Bild der Quelle belichtet wird; der zweite Bereich ist der sogenannte Frame-Store-Bereich. Der FS-Bereich befindet sich unter einer für Röntgenlicht undurchdringbaren Abschirmung und dient dem Pixelbild des Bildbereichs als Lagerort (Store) für den relativ zeitintensiven Auslesezyklus. Die Idee der FS-Kamera ist es also, das fertig belichtete Bild des Bildbereiches durch Verschieben in den FS-Bereich möglichst schnell aus der Belichtungszone zu entfernen und somit das Auftreten der OOTs zu verringern.

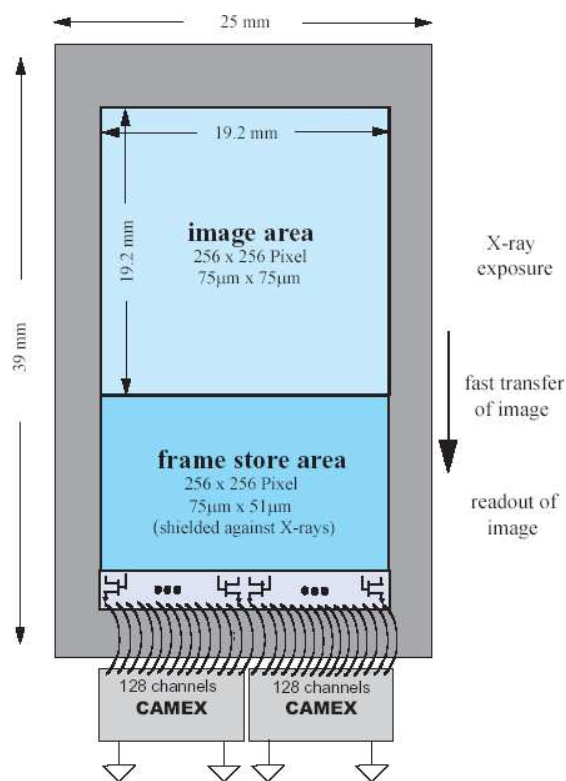


Abbildung 4.9: Schematische Darstellung des Frame Store pn-CCDs mit dem für Photonen empfindlichen Image-Bereich und dem gegen Strahlung geschützten Frame-Store-Bereich [Meidinger et al.(2003)].

⁵Analog Digital Konverter

⁶FS steht dabei für Frame Store

Der Image-Bereich ist gleich aufgebaut wie die bisherigen pn-CCDs, außer dass die Pixel mit $75\mu\text{m} \times 75\mu\text{m}$ wesentlich kleiner sind als die bei XMM-Newton mit $150\mu\text{m} \times 150\mu\text{m}$. Die Pixel des FS-Bereichs sind lediglich $75\mu\text{m} \times 51\mu\text{m}$ groß.

4.2.2 Der Auslesevorgang des FS pn-CCDs

Beim Auslesen eines FS CCDs reichen die drei Phipuls-Signale des konventionellen pn-CCDs nicht mehr aus, da der Image- und der Frame-Store-Bereich getrennt angesteuert werden müssen.

Nachdem nun der Image-Bereich eine gewisse Zeit lang belichtet wurde, beginnt das 'Schnelle Schieben'. Dabei wird das entstandene Bild in den FS-Bereich geschoben, und zwar als Ganzes, was etwa $100\mu\text{s}$ dauert. Hier angekommen beginnt der eigentliche und zeitraubende Ausleseprozess. Dabei wird, wie in Abschnitt 4.1.6 beschrieben, Zeile für Zeile in die verarbeitende Elektronik geschoben. Da sich das Bild aber nun im geschützten FS-Bereich befindet, treten jetzt keine Out-of-Time-Events mehr auf. Ein weiterer Vorteil ist, dass während des Auslesezyklus im Image-Bereich bereits das nächste Bild aufgenommen werden kann. Ein Auslesevorgang dauert gewöhnlich $25\mu\text{s}$ pro Zeile, also $6,4\text{ms}$ pro Bild. Beim herkömmlichen pn-CCD können während dieser Zeit laufend OOT-Ereignisse auftreten; beim FS pn-CCD treten diese nur während der $100\mu\text{s}$ des 'Schnellen Schiebens' auf. Somit sind nur etwa 0,15% der eintreffenden Röntgenphotonen OOT-Events, im Gegensatz zu etwa 6% im Full-Frame-Mode des XMM-Newton-pn-CCDs. Damit wurde also eine Verbesserung der OOT-Rate um den Faktor 40 erreicht, was eine beachtliche Verbesserung darstellt.

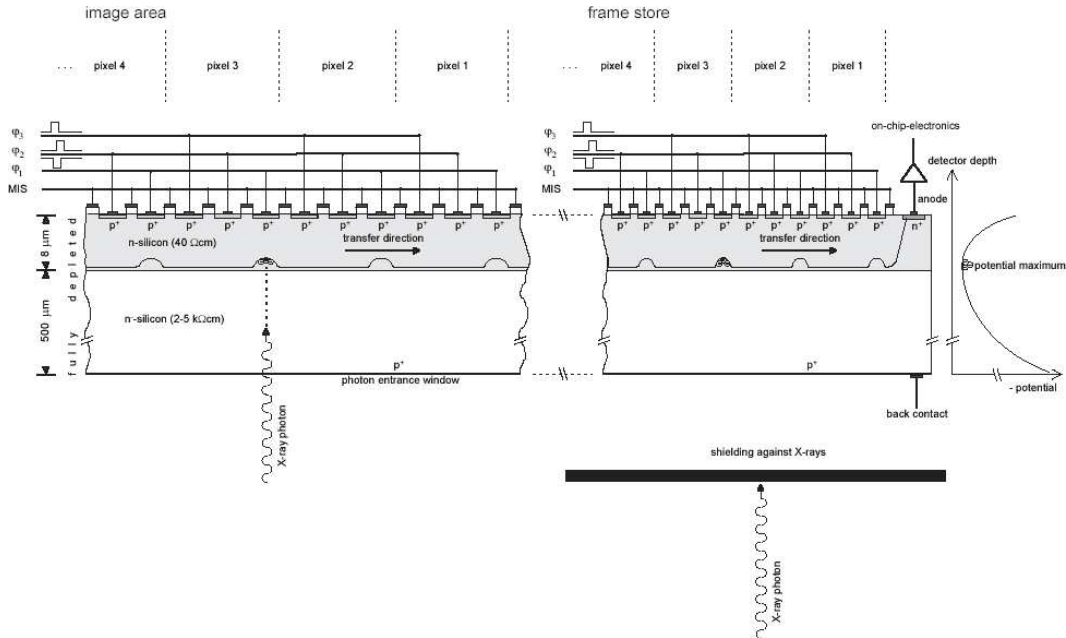


Abbildung 4.10: Schematischer Schnitt durch ein Frame Store CCD entlang eines Transfer-Kanals [Meidinger et al.(2003)].

4.3 Der CAMEX

Der CAMEX⁷ ist ein analoger Auswertechip für den FS pn-CCD. Die im CCD gesammelten Ladungen gelangen über Bonddrähte zu zwei CAMEX-ICs, wobei es sich um hochintegrierte Verstärkerchips handelt, die der Filterung und Verstärkung der vom CCD kommenden Signale dienen. Entwickelt wurde der CAMEX in seiner ersten Form bereits in den 80er Jahren des letzten Jahrhunderts und findet auch in der Medizin und Videoelektronik Verwendung.

Jeder dieser ASICs⁸ besitzt 128 Kanäle; es wird also immer eine ganze Zeile parallel verarbeitet. Grob gesagt besteht der CAMEX aus zwei analogen Verstärkerstufen pro Kanal mit einer anschließenden digitalen Dekodierlogik (Multiplexer), welche die Signale einer Zeile seriell ausgibt.

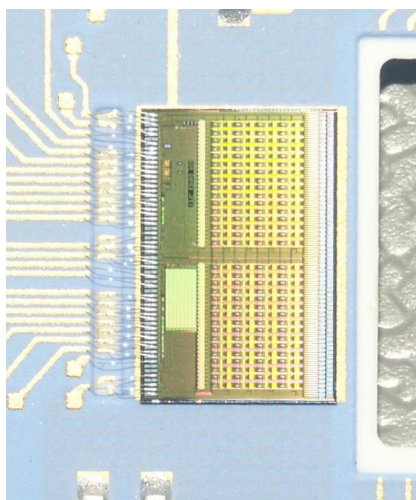


Abbildung 4.11: Zwei CAMEX-128 Chips. Von rechts kommen die Signale vom CCD, die den CAMEX über die Bonddrähte auf der linken Seite wieder verlassen. Zusätzlich kommen hierüber die Versorgungsspannungen und die Sequenzersignale für den CAMEX (das CCD ist auf dem Bild noch nicht bestückt).

Zum besseren Verständnis wird im folgenden nur ein Kanal betrachtet. Der gesamte Verarbeitungsprozess ist in Bild 4.12 zu sehen, wobei dieser in 5 Blöcke unterteilt werden kann, die nun nacheinander kurz erklärt werden sollen [Ruttkowski (2002)], [Martini (1993)]:

4.3.1 Die Konstantstromquelle

Die vom CCD kommenden Ladungen sind extrem schwach und kaum für den Transport durch die Bonddrähte (aufgrund ihrer kapazitiven Eigenschaften) geeignet. Aus diesem Grund wird die erste Verstärkerstufe, der sogenannte First-FET⁹, auf dem CCD integriert. Zur Stromversorgung dieser Verstärkerstufe wird eine Konstantstromquelle verwendet, welche mit der Source des First-FET verbunden ist, die gleichzeitig den Ausleseknopf des CCDs darstellt. Die Konstantstromquelle hätte ebenfalls in den CCD selbst integriert werden können. Wegen der entstehenden Verlustleistung und der damit erforderlichen Kühlleistung, die auf einem Satelliten teuer ist, wurde sie jedoch im CAMEX integriert.

Die Konstantstromquelle wird durch einen in Sättigung betriebenen FET realisiert. Variiert dabei die Source-Drain Spannung, so bleibt der durch ihn fließende Strom konstant. Um die

⁷CMOS Amplifier and Multiplexer Chip

⁸Application Specific Integrated Circuit

⁹Field Effect Transistor, ist ein unipolarer Transistor mit drei Anschlüssen, Source (Zufuss, Quelle), Gate und Drain (Abfluss).

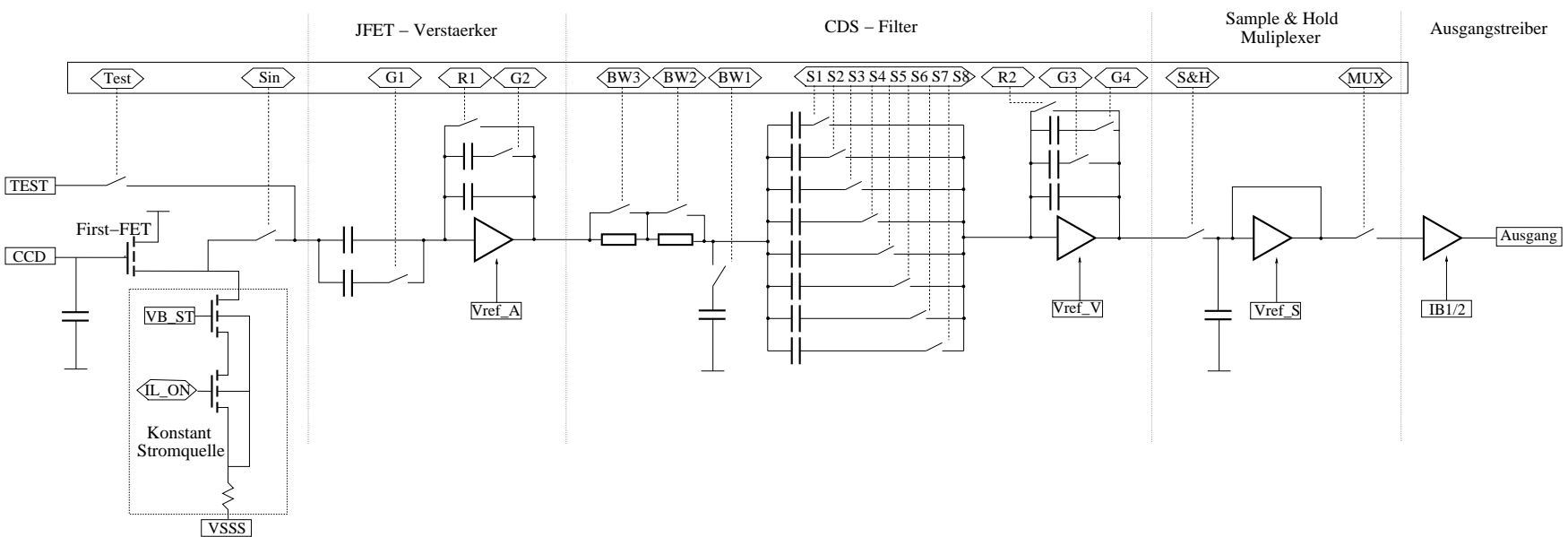


Abbildung 4.12: Blockschaltbild des CAMEX

Entstehung von Abwärme weiter zu verringern, ist diese Stromquelle schaltbar. Das lässt sich über den Schalter IL_ON realisieren, sodass die Stromquelle nur dann in Betrieb ist, wenn sie zur Ladungsverstärkung benötigt wird.

Nach dem kompletten Auslesevorgang kann der gesamte CAMEX in den Standby-Mode geschaltet werden um den Energieverbrauch und damit die erforderliche Kühlleistung zu minimieren. Dabei sinkt der Stromverbrauch pro Kanal von 5 mW ohne anliegendes Eingangssignal und bei einer Auslesegeschwindigkeit von 6 MPixel pro Sekunde auf einen Wert von 0,2 mW. Somit verbraucht der gesamte CAMEX-128 eine Leistung von 0,6 W im Betrieb und nur 0,03 W im Standby-Mode [Meidinger et al.(2004)].

Zusätzlich gibt es noch einen Test-Eingang, über den ein Test-Signal eingespeist werden kann, um den CAMEX auch ohne CCD betreiben zu können. Dieses gelangt erst nach dem S_{in} -Schalter in die Verarbeitungskette, um es vollständig vom CCD trennen zu können. Im Test-Mode sind die CAMEX-Kanäle zu Gruppen zusammengefasst, wobei jeder dritte Kanal zusammengeschlossen ist. Es werden also die Kanäle 1, 4, 7, 10... usw. mit Testsignalen versorgt.

4.3.2 Der JFET-Verstärker

Hierbei handelt es sich um einen in seiner Verstärkung einstellbaren Vorverstärker, der durch einen kapazitiv rückgekoppelten Operationsverstärker realisiert ist. Sein Verstärkungsfaktor ergibt sich näherungsweise als Quotient aus Eingangskapazität und Ausgangskapazität:

$$f_v = \frac{C_{Eingang}}{C_{Ausgang}}.$$

Da der CAMEX nicht nur für den pn-CCD entwickelt wurde, sondern auch für andere Verstärkungs- und Filteraufgaben, sind die Kapazitäten durch Zuschalten weiterer Kondensatoren veränderbar. Dies ermöglicht es, den CAMEX mit verschiedenen Verstärkungsfaktoren zu betreiben. Dazu dienen die Schalter $G1$ und $G2$, die über den Sequenzer (siehe Abschnitt 4.5) aktivierbar sind. Der Schalter $R1$ dient dem Reset des Operationsverstärkers durch das Entladen der Rückkoppelkapazität nach erfolgter Prozessierung eines Pixelwertes. Beim Betrieb mit einem pn-CCD muss der Schalter $G1$ immer geschlossen sein, da ansonsten kaum eine Verstärkung stattfindet. $G1$ wird nur bei Anwendungen in Hochenergie-Teilchendetektoren verwendet, wo aufgrund sehr großer Teilchenenergien nur geringe Verstärkungen benötigt werden.

Mithilfe zweier weiterer Schalter ($G3$ und $G4$ (siehe nächster Abschnitt)) ergeben sich somit relative Verstärkungsfaktoren von 1, 1/5, 1/32 und 1/160, was einer Maximalenergie von 20keV bei höchster Verstärkung und 3 MeV bei niedrigster Verstärkung entspricht [Meidinger et al.(2004)]. Werden nur vier der anschließend vorgestellten acht Samplingstufen des CDS (s.u.) benutzt, steigt die maximal verarbeitbare Energie sogar auf 6 MeV.

4.3.3 Der CDS-Filter

Das CDS ist quasi das 'Herz' des CAMEX, da hier eine Filterung mit gleichzeitiger Verstärkung stattfindet. Es besteht aus einem achtfachen CORRELATED DOUBLE SAMPLING (CDS)-Filter-Prozess. Das CDS lässt sich zeitlich in zwei Abschnitte gliedern (daher das 'Double' im Namen), zum einen das Abtasten des Bezugspotentials, wenn am Eingang kein Signal anliegt,

dem sogenannten BASELINE-SAMPLING, und zum anderen der Signalabtastung, dem SIGNAL-SAMPLING. Abbildung 4.13 zeigt den zeitlichen Ablauf des Sampling-Verfahrens.

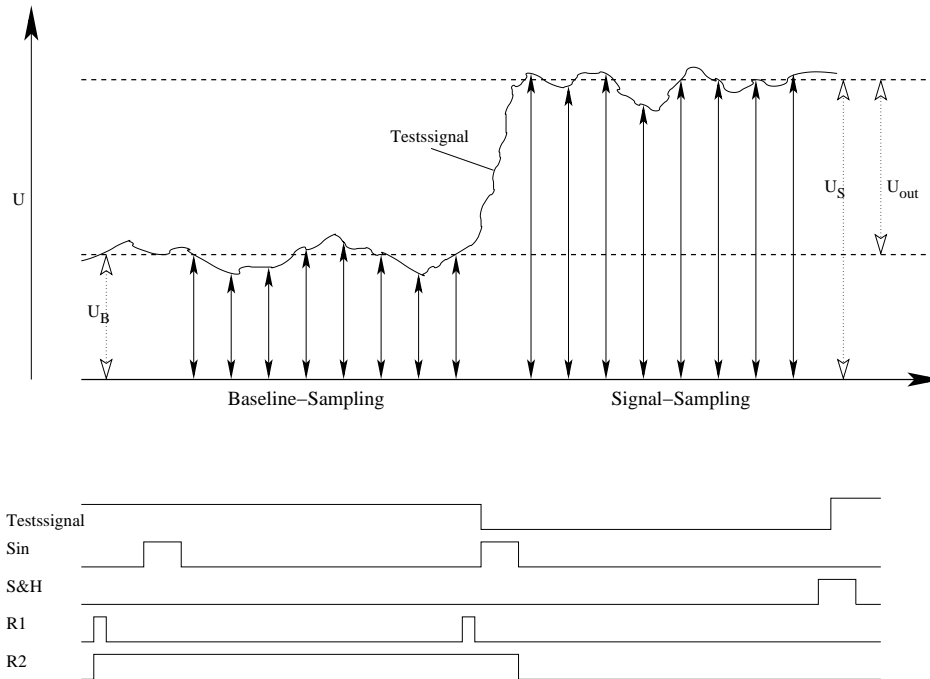


Abbildung 4.13: Prinzip des achtfachen *Correlated Double Sampling*, wobei das *Baseline-Sampling* (U_B) vom *Signal-Sampling* (U_S) abgezogen wird und U_{out} die CDS-Stufe verlässt (aufgrund der Aufsummierung aller acht Messungen ist es eigentlich das achtfache von U_{out}). Die gezackte Linie stellt dabei die Schwankungen des Eingangssignals dar und die schwarzen Doppelpfeile jeweils das achtfache Messen von Baseline und Signal.

Nach dem Reset der Rückkoppelkapazität ($R1$) des JFET-Verstärkers wird S_{in} kurzzeitig geschlossen und das Baseline-Signal liegt nach erfolgter Vorverstärkung an den acht Kondensatoren des CDS-Filters an. Nun werden nacheinander die Schalter $S1$ bis $S8$ geschlossen und so das Signal achtfach abgetastet. Dann wird $R1$ erneut kurzzeitig geschlossen, um die Rückkoppelkapazität zu reseten. Danach wird S_{in} kurzzeitig geschlossen, um das inzwischen vom CCD kommende Pixelsignal in den CAMEX einzukoppeln, welches dann ebenfalls durch sequentielles Schließen der Schalter $S1-S8$ abgetastet wird. Die Differenz aus beiden Signalen ergibt nun das gefilterte Nutz-Signal. Da sowohl das Signal, als auch das Baseline-Signal aufgrund vielfacher Einflüsse zeitlich schwankt (Rauschen), hat die achtfache Abtastung den Vorteil der Mittelwertbildung aus acht Messungen, worin die Filterwirkung des CDS-Filters besteht. Der nachfolgende Operationsverstärker dient der Integration der acht Signale und erzeugt diese Mittelwertbildung (wobei jedoch nicht mehr durch die Anzahl der Messungen dividiert wird, und somit der CDS-Filter das Signal zusätzlich achtfach verstärkt). Auch hier sind wieder zwei Rückkoppelkapazitäten schaltbar ($G3$ und $G4$), wodurch sich die Verstärkung einstellen lässt.

Die Vorgängerversionen des CAMEX 128 besaßen lediglich einen vierfachen CDS-Filter. Durch die Verdoppelung auf den achtfachen Filter wurde eine weitere Minimierung des Rauschens erreicht.

Eine Neuerung des bei DUO verwendeten CAMEX ist ein zusätzlicher Bandpass (siehe Abbildung 4.12). Er dient einer Beschränkung der Bandbreite des Signals, was eine weitere Reduzierung des Rauschens bewirkt. Durch die Schalter $BW2$ und $BW3$ können die Widerstände überbrückt werden. Ebenso kann die Kapazität dazugeschaltet werden ($BW1$). Dadurch ist es möglich, den Bandpass komplett zu deaktivieren ($BW1$, $BW2$ geschlossen und $BW3$ offen) oder ihn in seiner Filterwirkung zu variieren.

Kurz gesagt handelt es sich bei diesem Verarbeitungsblock um einen Filter, welcher den Offset des CCDs entfernt und das Signal zusätzlich verstärkt.

4.3.4 Die Sample & Hold-Stufe

Über den Schalter $S\&H$ gelangt das am CDS-Filter anliegende Potential in die Sample & Hold-Stufe. Sie ist ein analoger Speicher, in dem der Spannungswert solange 'geparkt' wird, bis die Elektronik ihn auslesen kann. Dazu werden an den 128 Kanälen des CAMEX nacheinander die MUX -Schalter geschlossen und so die Signale einer Zeile sequentiell ausgegeben und der weiteren Verarbeitung zugeführt (siehe Abschnitt 4.4).

Ein großer Vorteil dieses Aufbaus ist ein Pipelinebetrieb des CAMEX. Sobald der Schalter $S\&H$ wieder geöffnet ist, kann über den Schalter S_{in} ein neues Pixel im CAMEX gesampelt werden. Es befinden sich also pro Kanal immer zwei Pixel im CAMEX, was einen deutlichen Geschwindigkeitsvorteil bringt.

4.3.5 Der Ausgangstreiber

Der Ausgangstreiber verstärkt die Signale der $S\&H$ -Stufe des CAMEX für die Übertragung zum ADC. Hierzu durchlaufen die Signale die Detektorplatine mit CAMEX und CCD, sowie eine gewisse Strecke an Kabel. Für diese Übertragung verstärkt ein Operationsverstärker die sehr schwachen Signale und garantiert so eine störungsfreie Übertragung.

4.4 Der ADC

An dieser Stelle der Signalverarbeitung kommen die Pixelwerte als serielle Folge von verschiedenen analogen Spannungswerten aus dem CAMEX. Dabei entspricht jeder Spannungswert der Energie des Photons, welches das entsprechende Pixel auf dem CCD getroffen hat. Um diese Daten weiterverarbeiten zu können, müssen sie in digitale Werte umgewandelt werden. Diesem Zweck dient der Analog-to-Digital-Converter, kurz ADC.

Hierbei wird der Spannungswert eines Pixels an den analogen Eingang des ADCs gelegt. Gleichzeitig schickt der Sequenzer (siehe Abschnitt 4.5) ein Signal, den ADC-Clock, der angibt, wann ein Spannungswert anliegt, der konvertiert werden soll. Der hier verwendete ADC hat eine Datentiefe von 14 Bit. Das bedeutet, der vom ADC wandelbare Spannungsbereich wird in $2^{14} = 16384$ Spannungsabschnitte aufgeteilt. Je nachdem in welchem dieser Spannungsbereiche sich nun die angelegte Spannung befindet, wird der entsprechende, diesem Spannungsbereich zugeordnete Wert ausgegeben. Dieser liegt also zwischen 0 und 16383.

4.5 Der Sequenzer

Alle in diesem Kapitel vorgestellten Bauteile (FS pn-CCD, CAMEX und ADC) benötigen Steuersignale, die den zeitlich korrekten Ablauf der Signalverarbeitung gewährleisten. So müs-

sen beispielsweise die Phi-Pulse des CCDs generiert werden und der CAMEX muss zum richtigen Zeitpunkt die entsprechenden Schalter öffnen. Eben diesem Zweck dient der Sequenzer. Seine exakten Aufgaben sind:

- Erzeugung der Phi-Pulse zum Auslesen des CCDs
- Erzeugung der Steuersignale für den CAMEX
- Erzeugung des CLK-Signals für die ADCs
- Programmierung des internen 64x16 Bit breiten Steuer-Register des CAMEX
- Programmierung des internen 11 Bit breiten CAMEX Status-Registers
- Synchronisation der sieben pn-CCD-Kameras an Bord von DUO

Der Sequenzer erzeugt hierzu eine Reihe von Signalmustern, die alle von einem Basis-Clock-Signal abgeleitet sind, dem sogenannten *CLK-Signal*. Es wird mit Hilfe eines Schwingquarzes erzeugt und ist ein Rechtecksignal mit einer Frequenz von 66MHz. Abbildung 4.14 zeigt einen Ausschnitt der verschiedenen Signale.

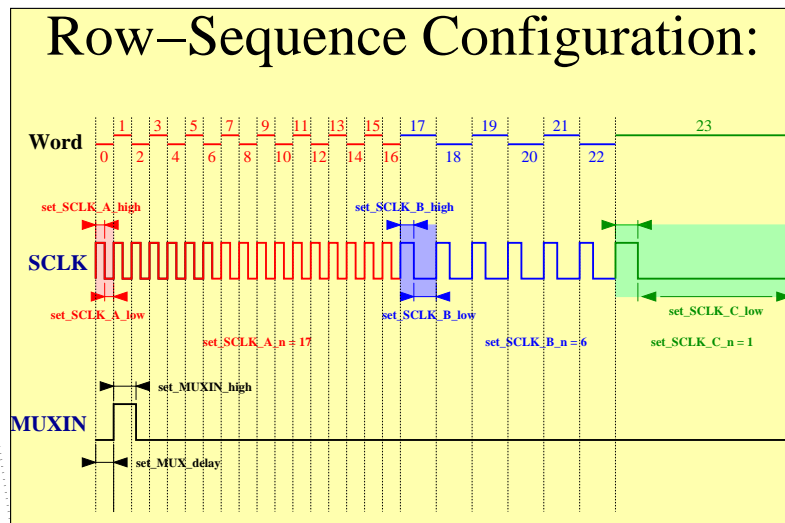
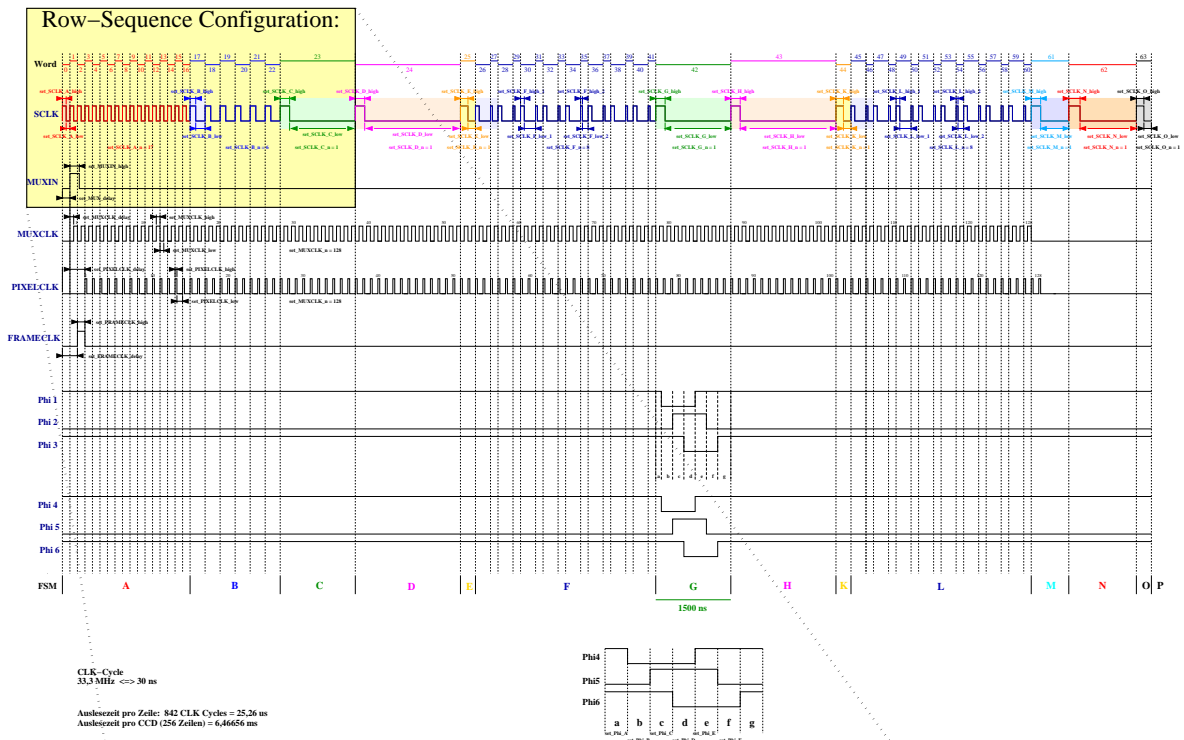


Abbildung 4.14: Darstellung der Sequenzersignale für eine Zeile im FullFrame Betrieb [Thomas Schanz, IAAT].

Kapitel 5

Die Anbord-Datenvorverarbeitung

An Bord von DUO werden sich sieben der in Kapitel 4 beschriebenen FS pn-CCDs befinden, wobei jedes 256 x 256 Pixel im Image-Bereich besitzt. Im normalen Betrieb werden 20 Bilder pro Sekunde ausgelesen. Mit diesen Daten kann nun die Anzahl der anfallenden Pixel pro Sekunde ausgerechnet werden:

$$7 \cdot 256 \cdot 256 \cdot 20 = 9175040 \text{Pixel}$$

Es müssten also jede Sekunde per Telemetrie 9.175.040 Pixelwerte an die Bodenstation übertragen werden. Mit einer 16 Bit Datentiefe des ADC ergibt dies eine Datenrate von etwa 18,4 MB pro Sekunde. Dieser Wert übersteigt die Kapazität gängiger Übertragungsbandbreiten um den Faktor 100.

Die meisten Pixel enthalten jedoch Daten ohne wissenschaftliche Information, da es sich lediglich um Untergrundrauschen oder sonstige Störeinflüsse handelt. Von Interesse sind lediglich die wirklichen Events, die aber nur einen Bruchteil der oben berechneten Datenmenge ausmachen. Wenn es gelingt die 'guten' von den 'schlechten' Events schon an Bord des Satelliten zu trennen, lässt sich damit die Datenrate extrem reduzieren. Diesem Zweck dient die von Walter Kink am MPE entwickelte DSP¹-Software. Doch nun soll zunächst geklärt werden, auf welche Arten die Information der ins CCD einfallenden Photonen verändert und verfälscht wird.

5.1 Störungen des CCD-Signals

5.1.1 Der Offset

Als Offset wird der Ausgangswert bezeichnet, den ein Gerät liefert, ohne dass ein Eingangssignal anliegt. Dieser Wert wird somit auch zu jedem Signalwert addiert und ist eine rein additive Konstante. Diese setzt sich aus mehreren Faktoren zusammen. Das CCD selbst besitzt solch einen Offset, der aber bereits im CAMEX herausgefiltert wird (siehe Abschnitt 4.3.3). Die Ursache für den Offset liegt in herstellungs- und materialbedingten Störstellen im Halbleitermaterial. Diese können Fehlstellen oder Versetzungen im Kristallgitter sein oder Verschmutzungen durch Fremdatome. Diese Verunreinigungen können von Pixel zu Pixel sehr unterschiedlich sein. Deshalb besitzt jedes Pixel einen anderen Offset, der als Leckstrom-Offset bezeichnet wird.

Der nächste Beitrag zum Offset findet sich noch auf dem CCD selbst in Form der First-FETs,

¹Digitaler Signal Prozessor

die wiederum herstellungsbedingt eine leicht unterschiedliche Schwellspannung und Verstärkungskennlinie besitzen. Diese wirkt sich aber nun auf eine ganze Zeile des CCDs aus.

Aber auch die gesamte Auslese- und Verarbeitungselektronik liefert einen Beitrag zum Offset. So besitzt jeder Operationsverstärker im CAMEX seine eigene Kennlinie und verstärkt geringfügig anders, was sich ebenfalls im Offset niederschlägt.

5.1.2 Das Fanorauschen

Wie in Abschnitt 4.1.3 beschrieben, erzeugt ein in den pn-Übergang eindringendes Photon mehrere Elektronen-Loch-Paare. Dabei muss mindestens eine Energie übertragen werden, die der Bandlücke des Halbleitermaterials entspricht (bei Silizium 1,1 eV). Nun werden dabei aber auch Gitterschwingungen im Halbleiterkristall, sogenannte Phononen, angeregt. Die tatsächlich benötigte Energiemenge ist darum wesentlich größer, im Mittel 3,68 eV. Hierbei lässt sich nur ein Mittelwert angeben, da die Phononenerzeugung statistischen Schwankungen unterliegt. Somit ist aber auch die Anzahl der pro Photon einer bestimmten Energie erzeugten Elektronen-Loch-Paare diesen Schwankungen ausgesetzt. Die Varianz der ins Leitungsband gehobenen Elektronen lautet bei einer zugrundegelegten Poissonstatistik:

$$\sigma^2 = N = \frac{E_\gamma}{E},$$

wobei N die Mittlere Anzahl der erzeugten Ladungsträger ist, E_γ die Energie des eintreffenden Photons und E die erforderliche Energie zur Erzeugung eines Elektronen-Loch-Paares. Die Poissonstatistik gilt nur bei voneinander völlig unabhängigen Prozessen. Dies ist aber hier nicht der Fall, weshalb ein Korrekturfaktor F (Fanofaktor) eingeführt werden muss. Die Varianz lautet somit:

$$\sigma^2 = F \frac{E_\gamma}{E}.$$

Diese Schwankungen werden als Fanorauschen bezeichnet. Dabei handelt es sich um einen intrinsischen Prozess, der nicht von außen beeinflussbar ist, womit das Fanorauschen die theoretische Untergrenze der Energieauflösung des CCDs darstellt.

5.1.3 Der Common-Mode

Wie in Abschnitt 4.3.1 beschrieben, befindet sich an der Auslesezeile des CCD an jedem Kanal ein FET-Verstärker. Die Versorgungsspannung VSS dieser FETs unterliegt leichten zeitlichen Schwankungen. Da sich die FETs ganz am Anfang der Verstärkungskette befinden, haben diese Schwankungen einen nicht zu vernachlässigenden Einfluss auf das Signal. Da immer eine Zeile parallel ausgelesen wird, wirken sich die Schwankungen immer auf eine ganze Zeile des CCD aus, deren Pixelwerte somit um einen zufällig schwankenden, aber für die ganze Zeile konstanten Wert verschoben werden. Dieser Effekt wird als COMMON-MODE bezeichnet und liefert einen weiteren Beitrag zum Rauschen des Signals, was zu einer Verbreiterung der gemessenen Röntgenlinie führt.

5.1.4 Split-Events

Bei der Wechselwirkung eines Photons im CCD löst dieses eine Ladungswolke aus. Da das CCD vollständig depletiert ist, bewegt sich diese Ladungswolke ins Potentialminimum nahe

der CCD-Vorderseite, wo sich die Pixelstruktur befindet. Aufgrund der Coulomb Abstoßung und der Diffusion breitet sich die Wolke auf diesem Weg immer mehr aus.

Die Diffusion wird von einer materialspezifischen Diffusionskonstante und der Driftzeit bestimmt. Die Driftzeit wiederum hängt von der Photonenenergie ab: Je höher die Energie ist, desto weiter dringt das Photon in den Halbleiter ein, bevor es absorbiert wird - die Driftzeit nimmt ab. Des weiteren hängt die Driftzeit von der Rückkontaktspannung (die der Depletion des CCDs dient) ab: Je höher diese ist, umso schneller bewegt sich die Ladungswolke und die Driftzeit verkürzt sich. Zuletzt ist die Driftzeit auch noch abhängig von der Temperatur: Je höher diese ist, um so größer ist die Driftzeit.

Die Coulombabstoßung nimmt proportional zu der Zahl der erzeugten Ladungsträger zu, diese wiederum erhöht sich mit steigender Photonenenergie. Damit ist die Energieabhängigkeit derjenigen der Diffusion gerade entgegengesetzt, weil die Ladungswolke bei entsprechend hoher Energie so tief im CCD entsteht, dass sie kaum noch Zeit hat auseinander zu diffundieren. Somit existiert eine mittlere Photonenenergie, bei der die Ladungswolke sich maximal ausdehnen kann [Raidt (1991)].

Trifft das Photon nun nahe einer Pixelgrenze oder direkt auf selbige auf, so gerät die Ladungswolke in den Einflussbereich des elektrischen Feldes von zwei (oder mehr) Pixeln. Hierdurch wird die Wolke aufgespalten und es scheint, als ob zwei (oder mehr) verschiedene Events registriert worden wären mit jeweils nur einem Teil der Energie des auslösenden Photons. Werden beide Werte addiert, so erhält man wieder die Energie des auslösenden Photons. Die einzigen möglichen Split-Events sind dann sogenannte Doubles, Tribles und Quadruples, die in Abbildung 5.1 dargestellt sind.

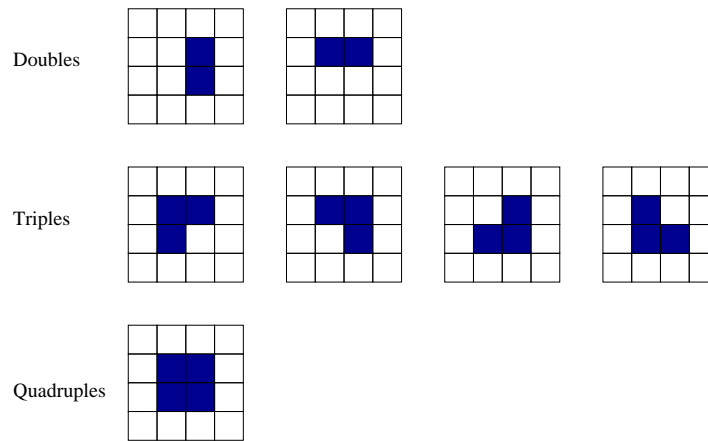


Abbildung 5.1: Erlaubte Splitmöglichkeiten (Pattern).

Es gibt nur ganz spezielle Bereiche in jedem Pixel, in denen ein Photon auftreffen muss, um ein solches Double, Triple oder Quadruple zu erzeugen. Dabei spielt für den Anteil der Split-Events am Spektrum lediglich die Größe der Ladungswolke und die Abmessungen eines jeden Pixels eine Rolle.

Die Pixelgröße des neuen FS pn-CCD wurde von $150 \mu\text{m} \times 150 \mu\text{m}$ auf $75 \mu\text{m} \times 75 \mu\text{m}$ reduziert, womit auch die Anzahl an Split-Events zunimmt. Die Photonen treffen auf der ganzen Pixelfläche mit der gleichen Wahrscheinlichkeit auf. Somit sind die Häufigkeiten, mit denen die Splits eintreten direkt proportional zu der Pixelfläche, in der sie das entsprechende Split

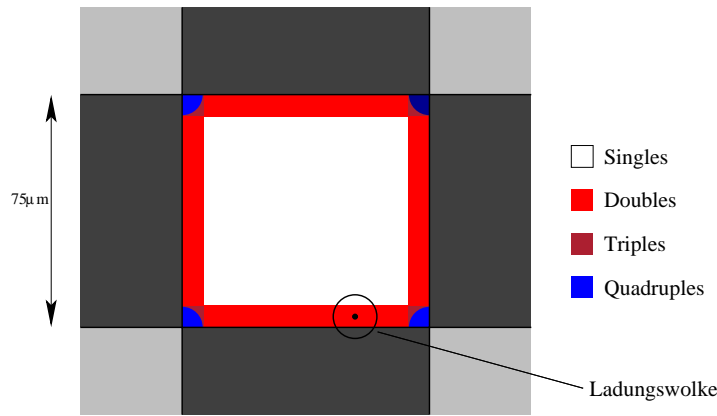


Abbildung 5.2: Die jeweiligen Flächen eines Pixels in denen ein entsprechendes Split entsteht sind farblich markiert. Zusätzlich ist die Ladungswolke eines Doubles dargestellt.

auslösen (siehe Abbildung 5.2). Geht man von einer Ladungswolke mit einem Durchmesser von $20 \mu\text{m}$ aus, so ergibt sich für das alte XMM pn-CCD die Wahrscheinlichkeit, ein Single-Event zu erhalten, zu:

$$P_{\text{Singel}} = \frac{130\mu\text{m} \cdot 130\mu\text{m}}{150\mu\text{m} \cdot 150\mu\text{m}} \approx 75\%.$$

Dies ist jedoch nur eine Näherung, denn unter realen Bedingungen spielt zusätzlich noch die Energie des einfallenden Photons und der Wert der Rückkontakt-Spannung des CCDs eine Rolle, da damit auch der Radius der Ladungswolke variiert. Erste Messungen mit Al-K Röntgenphotonen am neuen FS pn-CCD ergaben die in Tabelle 5.1 aufgeführte Verteilung der Pattern:

Tabelle 5.1: Das Auftreten der verschiedenen Pattern im Vergleich zwischen dem FS pn-CCD ($75 \times 75 \mu\text{m}^2$) und dem XMM pn-CCD ($150 \times 150 \mu\text{m}^2$) [Meidinger et al.(2003)].

Pixelgröße	$75 \times 75 \mu\text{m}^2$	$150 \times 150 \mu\text{m}^2$
Single-Events	57%	70%
Double-Events	38%	28%
Triple-Events	3%	1,6%
Quadruple-Events	2%	0,4%

Gut erkennbar ist, dass die Häufigkeit von Split Events aufgrund der kleineren Pixelabmessungen des neuen FS-CCDs von 30% um über ein Viertel, auf über 40%, ansteigt. Bei dem XMM-CCD sind 93% der Splits Doubles, weshalb bei vielen Betrachtungen die Triples und Quadruples vernachlässigt wurden. Beim FS-CCD sind 'nur' noch 88% der Splits Doubles, die Erkennung der Triples und Quadruples spielt also eine immer größerer Rolle, je kleiner die Pixel werden.

Auswirkung der Splits auf die Ortsauflösung

In Abbildung 5.2 ist zu erkennen, dass die für ein Single-Event empfindliche weiße Fläche relativ groß ist; wo genau innerhalb dieser Fläche das Photon aufgetroffen ist, lässt sich nicht mehr rekonstruieren.

Anders sieht es bei den Doubles aus. Hier ist die Fläche, innerhalb derer ein Double auftreten kann, schon wesentlich kleiner. Werden die beiden Pixelkoordinaten, in denen je ein Teil des Doubles detektiert wurde, noch mit dem Teil der Energie, die in ihnen deponiert wurde, gewichtet, so lässt sich die Ortsauflösung weiter verbessern, bis auf einen sehr schmalen Streifen von fast der Kantenlänge eines Pixels.

Noch besser sieht es mit der Ortsauflösung bei Quadruples aus, denn hier kann die Ortskoordinate des auslösenden Photons bis auf einen kleinen Viertelkreis mit einem Radius der Ladungswolke bestimmt werden.

Die beste Ortsauflösung wird schließlich bei den Triples erreicht, da hier die kleinste Pixelfläche in Frage kommt.

Allerdings wird diese bessere Ortsauflösung mit einem höheren Rauschanteil erkaufte. Um die Energie des ursprünglichen Photons zu rekonstruieren, müssen die Energiewerte der Splits addiert werden. Nun kommt aber mit jedem am Split beteiligten Pixel auch dessen Rauschanteil zum Energiewert hinzu. Einzig das Fanorauschen, das ja nur von der Anzahl der vom Photon ausgelösten Elektronen abhängt, ist davon nicht betroffen. Als Gesamtfehler ergibt sich bei i beteiligten Pixeln:

$$\sigma_{ges}^2 = \sigma_{Fano}^2 + i \cdot \sigma_{Rest}^2$$

5.1.5 MIP

MIP steht für MINIMAL IONIZING PARTICLE, wobei es sich um hochenergetische Teilchen handelt. Sie existieren im Weltall meist als Protonen oder schwerere Kerne und sind wegen ihrer hohen kinetischen Energie im GeV-Bereich sehr durchdringend. Sie durchfliegen auch Metallschichten ohne größere Verluste und treffen somit von allen Seiten auf das CCD auf. Beim Durchflug durch das CCD verlieren die MIPs aufgrund ihrer hohen Geschwindigkeit nur relativ wenig Energie, in absoluten Zahlen sind es aber doch üblicherweise 2 MeV pro Gramm Materie. Dies entspricht einer im CCD deponierten Energie von 50 keV und mehr. Da ein solches Teilchen in den seltensten Fälle senkrecht durch das CCD fliegt bildet sich meistens eine ganze Spur, eine sogenannte MIP-Spur, die somit gut von den Röntgenereignissen mit einer Energie von maximal 15 keV zu unterscheiden ist.

Auf der Erdoberfläche treten diese hochenergetischen Teilchen nicht auf, da sie von der Erdatmosphäre absorbiert werden. Bei diesen Absorptionsmechanismen entstehen häufig ebenfalls hochenergetische Teilchen, meist Myonen, die im CCD den selben Effekt wie die Protonen im Weltall hervorrufen. Dafür ist aber der Fluss auf der Erde wesentlich geringer, auf Meereshöhe beträgt er etwa 1 Teilchen pro cm^2 und Minute. Außerhalb der Atmosphäre ist er um den Faktor 60-120 größer, also 1-2 Teilchen pro cm^2 und Sekunde! Das macht bei einer Fläche des CCDs von $1,92cm \times 1,92cm \approx 3,7cm^2$ im Mittel 4-7 Treffer pro Sekunde. Somit befindet sich bei einer Ausleserate von 20 Bildern pro Sekunde statistisch in etwa jedem dritten Bild eine MIP-Spur. Bei XMM-Newton treten etwa 2 MIP-Ereignisse pro cm^2 und Sekunde auf. Näheres zu MIPs findet sich in der Diplomarbeit von [Brutscher (1995)].

Es gibt noch weitere Störeinflüsse des CCD-Signals, die jedoch nicht an Bord korrigiert wer-

den können, sondern erst am Boden. Sie sollen deshalb an dieser Stelle nicht näher betrachtet werden (siehe hierzu die Diplomarbeiten von [Colli M. (1997)] oder [Biehler (1996)]).

5.2 Das DSP-Programm

Wie eingangs des Kapitels erwähnt, sollen die Daten bereits auf dem Satellit vorverarbeitet und der Großteil der nutzlosen Pixelwerte aussortiert werden. Hierzu dient eine spezielle Software, die an Bord des Satelliten auf einem DSP²-basierenden Computer läuft. Ein DSP ist ein Mikroprozessor, der speziell zur digitalen Signalverarbeitung optimiert wurde und dadurch auf diesem Gebiet deutlich schneller ist als ein 'herkömmlicher' Prozessor. Eine hardwareseitig optimierte Operation ist die FFT³. Die häufigste dabei benutzte Operation ist die Bildung der Summe von Produkten, die als MAC-Operation⁴ bezeichnet wird. Wegen ihrer Wichtigkeit ist sie im DSP innerhalb eines einzigen Taktzyklus ausführbar (näheres dazu ist nachzulesen in [Doblinger (2000)]).

Anwendungen für DSPs sind z.B. die Signalcodierung im Mobilfunkbereich (GSM) oder bei der schnellen Datenübertragung über normale Telefonleitungen (ADSL). Aber auch für die Signalverarbeitung in den immer schneller werdenden Festplatten werden leistungsfähige DSPs benötigt. Im Multimediabereich werden DSPs bei der MP3 Encodierung und Decodierung eingesetzt.

Die Wahl eines DSPs liegt in seinem Geschwindigkeitsvorteil und vor allem in der Tatsache begründet, dass er jederzeit neu programmiert werden kann. Auf diese Weise können Programmänderungen selbst während des Flugs per Telemetrie-Uplink durchgeführt werden.

Das Blockdiagramm in Abbildung 5.3 zeigt den Ablauf des DSP-Programms, wobei auf die einzelne Stationen im folgenden eingegangen werden soll. Die kursiv geschriebenen Ausdrücke stehen dabei für Variablen innerhalb des Programms, die klein geschriebenen Prefixes stehen für die Art der Variablen:

Der 1. mögliche Prefix-Buchstabe bedeutet:

- p = Pointer;
- v = Vektor (=Array)

Der 2. mögliche Prefix-Buchstabe bedeutet:

- u = Unsigned

Der 3. mögliche Prefix-Buchstabe bedeutet:

- c = Character;
- h = sHort;
- i = Integer;
- l = Long;

²Digital Signal Prozessor

³Fast Fourier Transform. Die Fourier Transformation wird in der Signalverarbeitung verwendet, um die in einem abgetasteten Signal enthaltenen Frequenzen zu untersuchen.

⁴Multiply-Accumulate-Operation

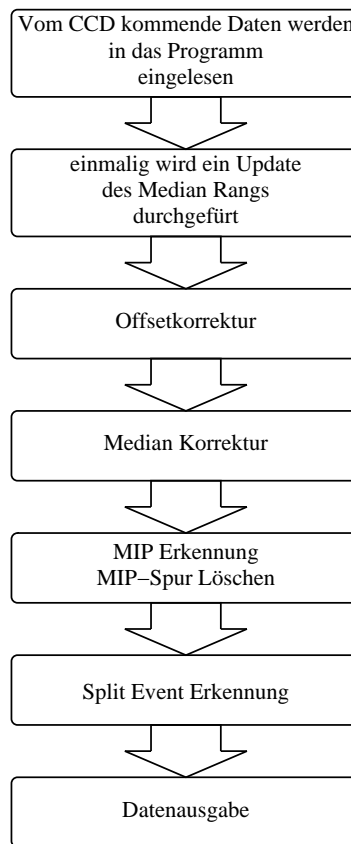


Abbildung 5.3: Die wichtigsten Stufen des DSP-Programms.

- s = String;
- t = mit Typedef vereinbarter Variablentyp;
- x = struct

5.2.1 Die Offset Korrektur

Der Offset eines CCDs wird bestimmt, indem ein sogenanntes 'Dark Field' aufgenommen wird. Hierzu wird das unbelichtete CCD ausgelesen und der Mittelwert über mehrere Frames gebildet. In diesem Zustand müsste eigentlich jedes Pixel denselben Wert liefern, aufgrund der in Abschnitt 5.1.1 beschriebenen Effekte kommt es jedoch zu Schwankungen. Um diese auszugleichen, werden Offset-Werte aus einer für jedes CCD individuell angefertigte Offseltabelle (*vtOffsetTabelle[]*) von den in den DSP gelangenden Pixelwerten abgezogen. Um das Auftreten von negativen Werten an dieser Stelle zu verhindern, wird von den Offsetwerten vor der Subtraktion ein bestimmter Wert abgezogen, der mindestens der maximalen Amplitude des Common-Modes entspricht. Ansonsten würde jede Zeile mit dem jeweiligen Common-Mode um Null schwanken. Ohne dieses Verfahren würde sich nach der Offsetkorrektur in jedem zweiten Pixel ein negativer Wert befinden, außer in den Pixeln wo tatsächlich ein Photon eingetroffen ist.

Alternativ lässt sich die Offseltabelle auch erzeugen, indem die entsprechenden Pixelwerte ei-

nes jeden Frames, die unterhalb der Rausch-Schwelle liegen, aufsummiert werden und anschließend durch die Anzahl der Summationen geteilt werden, indem also der Mittelwert gebildet wird. Dieser Weg wurde im vorliegenden Fall besprochen, wozu das Programm `Offsettabelle.c` dient.

Die Offsettabelle ist so organisiert, dass das MSB⁵ als `BAD_PIXEL_FLAG` dient. Ist es 1, so handelt es sich um ein defektes Pixel, das immer gelöscht wird, da es falsche Werte liefern würde. Das Bit 14 in `vtOffsetTabelle[]` dient als `BRIGHT_PIXEL_FLAG`, es symbolisiert ein Pixel, das immer anspricht und deshalb ebenfalls nicht berücksichtigt werden darf.

Die Einträge in der Offsettabelle sind also wie folgt organisiert:

Tabelle 5.2: Organisation der Offsettabelle, die obersten beiden Bits dienen als Maske um Bad- oder Bright-Pixel zu kennzeichnen.

Bit	15	14	13....0
Inhalt	Bad	Bright	Offsetwert des Pixels

5.2.2 Die Common-Mode Korrektur

Es erscheint naheliegend, zur Common-Mode Korrektur einfach den Mittelwert einer jeden Zeile von allen Pixeln dieser Zeile abzuziehen. Dabei wird jedoch vergessen, dass eine Zeile oft kein einziges Event enthält, der Mittelwert also relativ gering ist. Ein andermal enthält eine Zeile gleich mehrere Events, der Mittelwert ist also verhältnismäßig groß. Geht man beispielsweise von einem MIP-Treffer mit 20000 ADU⁶ in einer Zeile mit 128 Pixeln aus, so würde der Mittelwert der restlichen Pixel von üblicherweise 500 ADU um etwa 150 ADU erhöht. Die Common-Mode Korrektur wäre also davon abhängig, wie viele Events oder MIPs sich in einer Zeile befinden, und würde auf diese Weise das Signal eher verschlechtern.

Um dies zu vermeiden wird die sogenannte Median-Korrektur angewandt. Dabei werden die Pixelwerte einer Median-Gruppe⁷ gemäß ihrer Ladungsgröße angeordnet. Anschließend werden die Indizes der Pixelwerte bis zur Hälfte der in der Mediengruppe enthaltenen Pixelwerten abgezählt. Der dort gespeicherte Wert ist der Median, der nun von den Pixeln einer Zeile abgezogen wird. Diese Methode hat den Vorteil, dass, wenn sich mehrere Events in einer Median-Gruppe befinden, diese sich an der Spitze des der Größe nach angeordneten Array befinden und so keinerlei Auswirkungen auf den Median haben.

Einzig zu berücksichtigen ist, dass, wenn sich zuviele BAD- oder BRIGHT-Pixels in einer Median-Gruppe befinden, der Rang (die Anzahl der in einer Mediengruppe enthaltenen Werte) der Mediengruppe angepasst werden muss. Diesem Zweck dient in dem Programm die Subroutine `UpdateMedianRangTable()`.

Zur Bestimmung des Medians ordnet die Subroutine `MedianKorrektur()` jedoch nicht einfach alle Pixelwerte nach der Ladungsgröße an und bestimmt den mittleren Wert (was immer funktioniert, aber recht zeitaufwendig ist), sondern sie quantisiert die Werte, indem sie sie einfach nach ihrerem obersten Bit sortiert. Im nächsten Schritt wird dann der Quantisierungsbereich bestimmt, in dem sich der Median befindet, und dieser dann nach dem nächst niedrigeren

⁵Most Signifikant Bit, also das oberste Bit, in diesem Fall das Bit 15.

⁶ADC-Uniten, 1ADU entspricht einem Quantisierungsbereich des ADC, die typische Größenordnung ist 1 eV pro ADU.

⁷Eine Median-Gruppe umfasst meist die Pixel einer Zeile, kann aber auch nur einen ganzzahligen Teil davon enthalten.

Bit sortiert. So nähert sich das Programm Schritt für Schritt dem Median an, ohne jeden Pixelwert mit dem der anderen zu vergleichen.

5.2.3 Die MIP Erkennung

Der nächste Schritt besteht in der MIP-Verarbeitung. Bereits bei der Offsetkorrektur wird zusätzlich geprüft, ob der Ladungswert der Pixel über einer Schwelle, der *MIP_SCHWELLE*, liegt. Diese Schwelle ist so hoch, dass, wenn sie überschritten wird, das Pixel mit großer Sicherheit durch ein MIP getroffen wurde. Für diesen Fall wird in *vuiMIPPositionsFlags[]* ein Flag gesetzt. Um einen MIP-Spur-Speicherüberlauf abzufangen, wird noch geprüft, ob die MIP-Ereignisse nicht größer sind als der Wert in *MAXIMALER_MIP_SPEICHER*. Zusätzlich wird auch noch jedes MIP-Ereignis in einem Histogramm (*vuiMIPPosHistogramm[]*) gespeichert, um für spätere statistische Auswertungen zur Verfügung zu stehen.

Am Ende der MIP-Erkennung sind alle Pixel markiert, die über der *MIP_SCHWELLE* liegen, und es kann mit dem Löschen der Spur begonnen werden.

5.2.4 Löschen der MIP-Spur

Hierzu dient die Subroutine *LoescheMIPSpur()*. Ihr werden beim Start drei Parameter übergeben:

- *iStartPixelIndex*, welcher angibt, an welcher Stelle sich ein MIP befindet.
- Der Rekursionszähler *iRekursionen*, der die Anzahl der rekursiven Aufrufe der Subroutine mitzählt und deren maximale Zahl an Wiederholungen begrenzt.
- *hNachbarPos*, der die Nachbarpixel angibt, in welchen nach einem MIP gesucht werden soll.

Als erstes wird das Pixel, mit dem die Subroutine aufgerufen wurde, auf Null gesetzt und auch der entsprechende Eintrag in *vuiMIPPositionsFlags[]*. Danach werden die Nachbarpixel, die in *hNachbarPos* stehen, untersucht und geprüft, ob ihr Inhalt über *MIP_NACHBAR_SCHWELLE*⁸ liegt. Ist dies der Fall, so wird die Richtung in *ucAlleSuchrichtungen* gespeichert. Zuvor wird geprüft ob sich die Nachbarpixel überhaupt noch innerhalb der Grenzen des CCDs befinden; wenn nicht, sucht der Algorithmus in einer anderen Richtung weiter. Die Subroutine wird so lange rekursiv aufgerufen, bis die maximale Rekursionstiefe *MAX_MIP_REKURSIONSTIEFE* erreicht ist. Liegt dann noch ein Nachbarpixel über *MIP_NACHBAR_SCHWELLE*, so wird dieses in *vuiMIPPositionsFlags[]* als MIP markiert.

Es kann jedoch vorkommen, dass die markierten Pixel sich hinter der momentanen Position in *vuiMIPPositionsFlags[]* befindet und so nicht mehr von dieser Subroutine erkannt und gelöscht würde. Aus diesem Grund muss das Array *vuiMIPPositionsFlags[]* mehrmals durchlaufen werden. Nur so kann sichergestellt werden, dass auch wirklich alle MIPs und deren Nachbarn gelöscht werden.

⁸Diese Schwelle gibt an, bis zu welchem Wert die Nachbarpixel einer MIP-Spur gelöscht werden sollen. Der Grund dafür ist, dass ein MIP soviel Energie im CCD deponiert, dass die entstehende Ladungswolke bis in die Nachbarpixel hineindiffundieren kann. So könnte bei Nichtlöschen dieser Nachbarpixel diese später als Events erkannt werden, obwohl sie gar keine sind.

5.2.5 Die Split Event Erkennung

Zum Schluss startet ein neuerlicher Durchgang durch alle offsetbereinigten und von MIPs befreiten Pixel des CCDs, wobei jedes geprüft wird, ob es über der *LOW_LEVEL_SCHWELLE* liegt. Diese Schwelle gibt an, ob ein Pixel als Event gewertet wird oder nicht. Liegt nun ein Pixel über der *LOW_LEVEL_SCHWELLE*, so wird die Subroutine *PixelAnalyse()* aufgerufen, der einzig der aktuelle CCD-Index *iCCDImageIndex* übergeben wird.

Die Routine prüft zunächst, an welcher Stelle im CCD sich das aktuelle Pixel befindet: linker Rand, rechter Rand oder unterste Zeile, mittlere Zeile. Dies dient dazu, dass bei der Suche nach Splitpartnern nicht in nichtexistierende Nachbarpixel außerhalb der physikalischen Grenzen des CCDs gesprungen wird. Dann werden die gesamten acht Nachbarpixel (oder weniger, bei entsprechender Randlage des Pixels) des aktuellen Events getestet, ob sie über der *RAUSCH_SCHWELLE* liegen. Diese Schwelle stellt die Grenze zwischen Rauschen und Splitpartner eines Events dar. Liegt das Pixel über dieser Schwelle, so wird dies in *uhAlleNachbarPositionen* vermerkt. Hierbei handelt es sich um eine 8 Bit große Variable, wobei jedes Bit für ein Nachbarpixel steht, wie Abbildung 5.4 verdeutlicht.

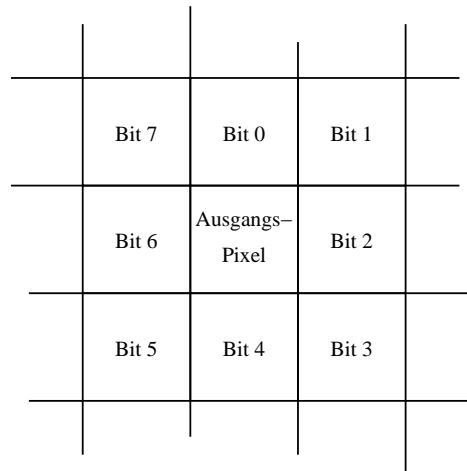


Abbildung 5.4: Jedes Bit der 8 Bit tiefen Variable *uhAlleNachbarPositionen* steht für ein Nachbarpixel des als Event erkannten Ausgangspixels.

Zusätzlich wird auch geprüft, ob der Splitpartner über der *LOW_LEVEL_SCHWELLE* liegt. Ist dies der Fall, so wird die Lage nach dem gleichen Prinzip wie bei *uhAlleNachbarPositionen* in *uhGrosseSplitPixPositionen* vermerkt. Gleichzeitig wird der Zähler *uhCtrAlleNachbarn* bei jedem gefundenen Nachbarpixel um Eins erhöht.

Am Ende wird dann der Zähler *uhCtrAlleNachbarn* überprüft. Ist er gleich Null, so liegt ein Single-Event vor, von dessen Nachbarpixeln keines über der *RAUSCH_SCHWELLE* liegt. Durch den Aufruf der Subroutine *EventAusgabe()* wird das aktuelle Pixel in den Ausgangspuffer geladen, in der PC-Version in eine FITS-Tabelle⁹.

Ist der Zähler *uhCtrAlleNachbarn* größer als Null, so wird zunächst untersucht, ob der Zähler kleiner gleich 3 ist, der maximalen Anzahl an erlaubten Splitpartnern. Wenn nicht, werden alle Nachbarpixel gelöscht und das Event wird als Single-Event ausgegeben. Falls doch, so wird

⁹Flexible Image Transport System, ein Standard-Datenformat in der Astronomie, nähere Infos dazu finden sich bei der NASA.

als nächstes die Variable *uhAlleNachbarPositionen*, in der alle Nachbarpositionen gespeichert sind, mit dem Array *vcValidSplitMaske[]* verglichen, in dem alle möglichen Splitkonstellationen gespeichert sind. Dabei sind erlaubte Fälle größer als Null und nicht erlaubte kleiner als Null (zu erlaubt und nicht erlaubt siehe Abbildung 5.1). Auf diese Weise lässt sich also testen, ob der vorliegende Fall ein erlaubter Split-Fall ist, wobei dann das Pixel samt allen Splitpartnern durch die Subroutine *EventAusgabe()* ausgegeben wird, oder eben nicht. Im zweiten Fall werden die Split-Pixel gelöscht und nur das Zentralpixel ausgegeben (siehe Abbildung 5.5).

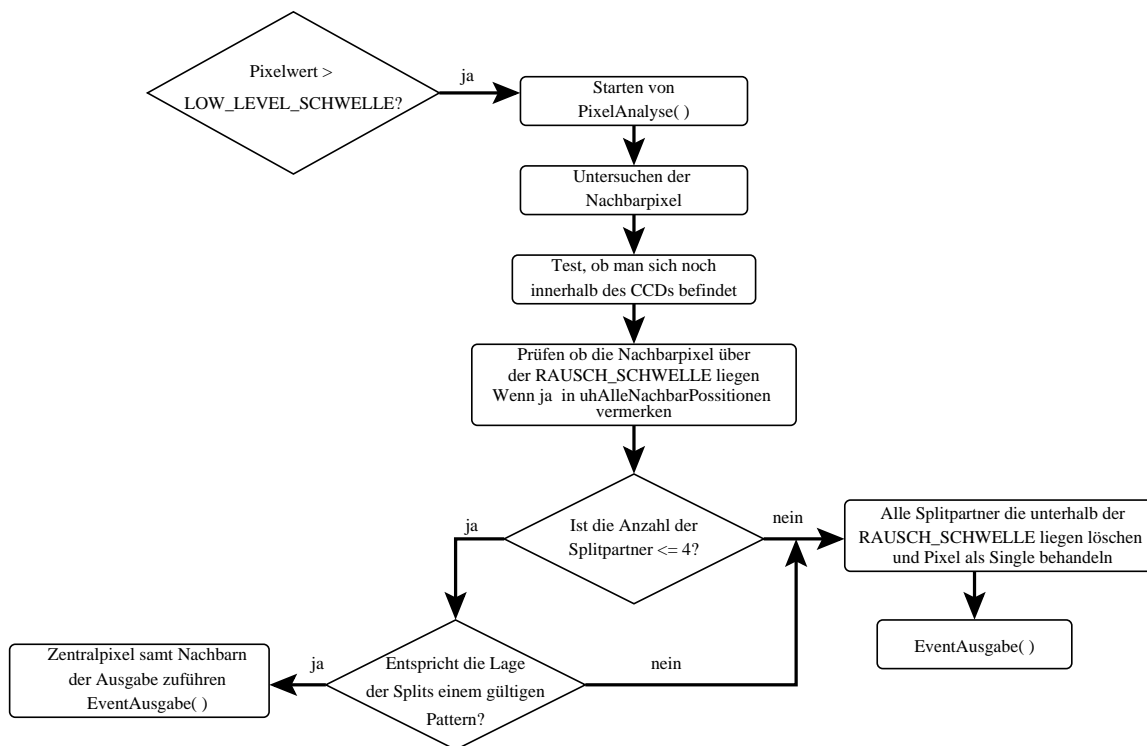


Abbildung 5.5: Flussdiagramm der Split-Event-Erkennung.

5.2.6 Die Pixelausgabe

Die Subroutine *EventAusgabe()* wird immer dann aufgerufen, wenn ein Pixel als gültig erkannt wurde. Der einzige Parameter, der ihr übergeben wird, ist die Lage des Pixels *iCCDImage-Index*, welches ausgegeben werden soll. In der PC-Version wurde hier eine Ausgabe in einer FITS-Tabelle realisiert, die die Framenummer, den ADU-Wert und die Spalten- und Zeilenzahl aller gültigen Events enthält. In der späteren Flugversion des DSP-Programms wird es hier sinnvoll sein, die Daten als fortlaufenden Datenstrom aus ADU-Wert, Spaltenzahl, Zeilenzahl und Framenummer auszugeben.

Die Schwellen

Wegen ihrer Bedeutung sind die vier Schwellen nochmals in Tabelle 5.3 dargestellt. Wie Abschnitt 5.4 zeigt, ist der Wert der Schwellen entscheidend für die Anzahl an Splits im Spektrum der Pixel.

5.2.7 Der Datenfluss an Bord des Satelliten

Nach der Belichtung des CCDs werden die Daten ausgelesen und im CAMEX verstärkt bzw. gefiltert. Danach gelangen die Signale in den ADC, wo sie digitalisiert werden. Anschließend folgt die Verarbeitung im DSP, in welchem die zuvor beschriebenen Programme ablaufen und die meisten nutzlosen Daten herausgefiltert werden. Schließlich werden die Daten per Telemetrie an die Bodenstation übermittelt (siehe Abbildung 5.6).

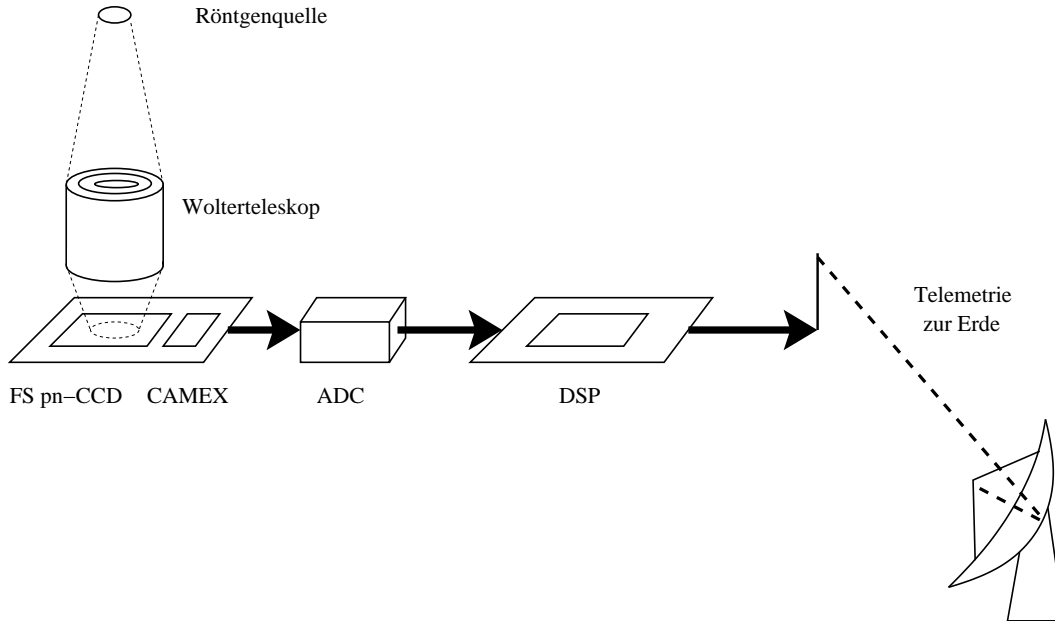


Abbildung 5.6: Stark vereinfachter Datenfluss an Bord des Satelliten.

5.3 Tests mit dem DSP-Programm

Das DSP-Programm ist in der Programmiersprache C geschrieben und läuft bis jetzt auf einem Linux-PC. Da zum Zeitpunkt der Diplomarbeit noch kein FS-CCD zu Messzwecken vorlag, musste für die Tests auf andere Möglichkeiten zurückgegriffen werden. Das Programm selbst besitzt für den Testbetrieb die Routine *InitCCDImage()*, die ein Testbild mit einer langen und einer kurzen MIP-Spur, mehreren Mediengruppen, sowie Single- und Split-Events erzeugt. Die Splits und die MIP-Spur werden erkannt und entsprechend gelöscht.

Für den weiteren Test wurden spezielle Split-Ereignisse und MIP-Spuren erzeugt, die dem Programm als Bild in *vtCCDImage[]* übergeben wurden. Dieses Bild ist in Abbildung 5.7 dargestellt. Die unterste Reihe enthält alle möglichen Fälle eines Doubles, wobei die 'geraden' Splitpartner erkannt und durchgelassen und die diagonalen gelöscht werden. Am Ende dieser Reihe und am Anfang der zweiten Reihe sind alle erlaubten Triple-Fälle dargestellt, die ebenfalls erkannt werden und das Programm einfach passieren. Am Ende der zweiten Reihe sind einige nicht erlaubte Triples dargestellt. Dabei werden alle Nachbarpixel gelöscht, da die Splitanordnungen nicht erlaubt sind.

Zeile drei zeigt am Anfang alle erlaubten Quadruple-Fälle, gefolgt von einigen nicht erlaubten. Auch diese werden alle erkannt und richtig weiterverarbeitet.

Interessant wird es in der vierten Zeile, denn sie verdeutlicht das Konzept der beiden Schwellen.

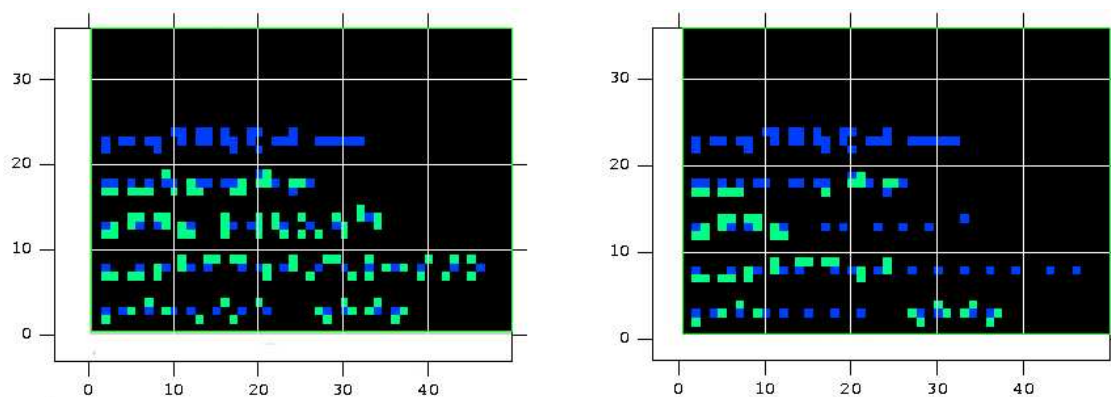


Abbildung 5.7: Links ist das Testbild bevor und rechts nachdem es vom DSP-Programm bearbeitet wurde. Blau bedeutet dabei, der Pixelwert liegt über der `LOW_LEVEL_SCHWELLE`, und grün, der Wert liegt zwischen der `RAUSCH_SCHWELLE` und der `LOW_LEVEL_SCHWELLE`.

Das Programm arbeitet die Pixel von links nach rechts durch, sucht gültige Split-Muster und speichert die Position. Der Ablauf des Programms lässt sich anhand der 4. und 5. Splitgruppe erkennen. Sie sind genau spiegelverkehrt, das Ergebnis ist aber unterschiedlich. Zum besseren Verständnis sind die beiden Splitanordnungen nochmals in Abbildung 5.8 dargestellt.

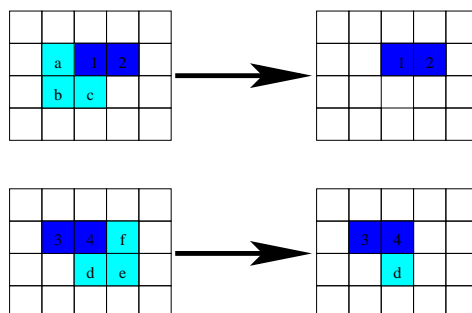


Abbildung 5.8: Das Programm kann bei spiegelverkehrten Anordnungen unterschiedliche Ergebnisse liefern.

Bei der ersten Splitanordnung werden alle Nachbarpixel gelöscht, da zuerst Pixel 1 betrachtet wird, welches vier Splitpartner (a, b, c und 2) hat. Dies ist mehr als die maximal zulässige Anzahl, weshalb die Nachbarpixel unterhalb der `RAUSCH_SCHWELLE` (a, b und c) gelöscht werden, was ein Double aus Pixel 1 und 2 ergibt.

Bei der zweiten Splitanordnung wird zuerst Pixel 3 betrachtet, das drei Splitpartner besitzt, die in einem gültigen Muster angeordnet sind. Sie gelangen als Triple aus Pixel 3, 4 und d in die Ausgabe. Auch die Pixel e und f werden gelöscht. Sie befinden sich zwar über der `RAUSCH_SCHWELLE`, es gibt aber kein Pixel in ihrer direkten Nachbarschaft, dessen Wert über der `LOW_LEVEL_SCHWELLE` liegt.

Die obere Zeile verdeutlicht die 'Mängel' des eingesetzten Algorithmus. Eigentlich dürften nur die ersten drei Splitanordnungen vom Programm 'durchgelassen' werden. Die Split-Erkennung

bearbeitet jedoch das CCD der Reihe nach und untersucht stets nur die nächsten Nachbarpixel. Deshalb werden lange Eventstreifen als mehrere Doubles erkannt und 'durchgelassen', falls die betroffenen Pixel alle über der *LOW_LEVEL_SCHWELLE* liegen. Weil das Programm jedoch nur eine grobe Vorsortierung durchführt, ist es nicht von größerer Bedeutung, wenn einige Events zuviel durchgelassen werden. Nach der Übertragung der Daten vom Satelliten zur Bodenstation wird dort eine genauere Datenanalyse durchgeführt. Alternativ ließe sich eventuell die bereits bestehende Subroutine *SucheEventSpur.c* integrieren.

Zum Test der MIP-Erkennung wurden zwei sich kreuzende MIP-Spuren mit dazwischenliegenden Events simuliert. Die MIP-Spur wird trotz Unterbrechungen zwischen den in Abbildung 5.9 weiß dargestellten MIP-Pixeln erkannt und einschließlich der Nachbarpixel, die über der *MIP_NACHBAR_SCHWELLE* liegen, gelöscht (blaue Pixel). Events, die nicht direkt an die MIP-Spur angrenzen, werden trotzdem erkannt und der Ausgabe zugeführt. Interessant sind Events, die die MIP-Spur berühren. Liegen sie über der *MIP_NACHBAR_SCHWELLE*, so werden sie gelöscht. Liegen jedoch Pixel unter selbiger Schwelle, aber über der *RAUSCH_SCHWELLE* dazwischen, so werden diese, sofern sie einem gültigen Splitmuster entsprechen, als Split erkannt und ausgegeben (wie das obere Quadruple und das linke Double in Abbildung 5.9).

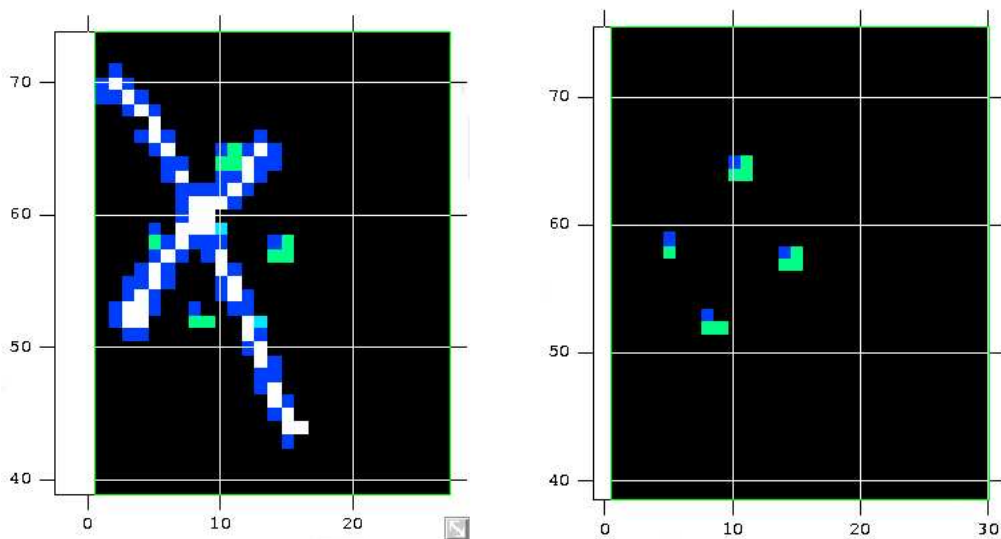


Abbildung 5.9: Links ist wieder das Testbild bevor und rechts nachdem es vom DSP-Programm bearbeitet wurde. Die weißen Kästchen zeigen Pixel die über der *MIP_SCHWELLE* liegen, die blauen liegen unter ihr, aber über der *MIP_NACHBAR_SCHWELLE* und die grünen wieder zwischen der *RAUSCH_SCHWELLE* und der *LOW_LEVEL_SCHWELLE*.

Ein weiterer Test der Software wurde mit einem Originaldatensatz eines FS pn-CCDs gestartet. Dabei handelt es sich um den Datensatz *C10_06_01_031007_12_frm.fits* vom MPE in München, der aus 500 Frames besteht. Das CCD wurde für die Aufnahme mit einer Eisen-55-Quelle bestrahlt. Bei dem ersten Prototyp des FS pn-CCD, das im IAAT-Teststand betrieben werden wird, wird es sich um ein CCD mit 128 x 128 Bild-Pixeln handeln, weshalb aus den

Originaldaten ein Stück mit ebenfalls diesen Ausmaßen ausgewählt wurde. Zusätzlich befinden sich die Daten im FITS-Format, weshalb das Programm so angepasst wurde, dass es dieses einliest und in ein Array wandelt.

Zur Generierung der Offsettabelle wird mit Hilfe des Programmes *Offsettabelle.c* ein FITS-File (*Offsettabelle.fits*) erstellt, in dem sich ebenfalls 128 x 128 Einträge befinden. Hierbei ist jeder Eintrag der Mittelwert der entsprechenden Pixel der 500 Frames. Für die Mittelwertbildung werden nur Pixel verwendet, die unterhalb der *RAUSCH_SCHWELLE* liegen, ansonsten würden die Offseteinträge durch Events verfälscht. Die Datei *Offsettabelle.fits* wird von dem DSP-Programm eingelesen und in das Array *vtOffsetTabelle[]* geschrieben, welches dann im Programm weiterverwendet wird.

Die gültigen Event-Werte befinden sich nach der Prozessierung in einem Histogramm der Datei *My-Data.fits*. Mit der Funktion 'Hist' der FitsView¹⁰-Software wird der Energiebereich in 'Bins' eingeteilt, die auf der x-Achse aufgetragen werden. Die Binsgröße ist dabei variabel. Für die Abbildungen 5.10, 5.11 und 5.12 wurde eine Binsgröße von 32 ADU gewählt. Nun zählt die Funktion die Einträge, die im Bereich dieser Bins liegen, und stellt die Anzahl in Richtung der Y-Achse dar.

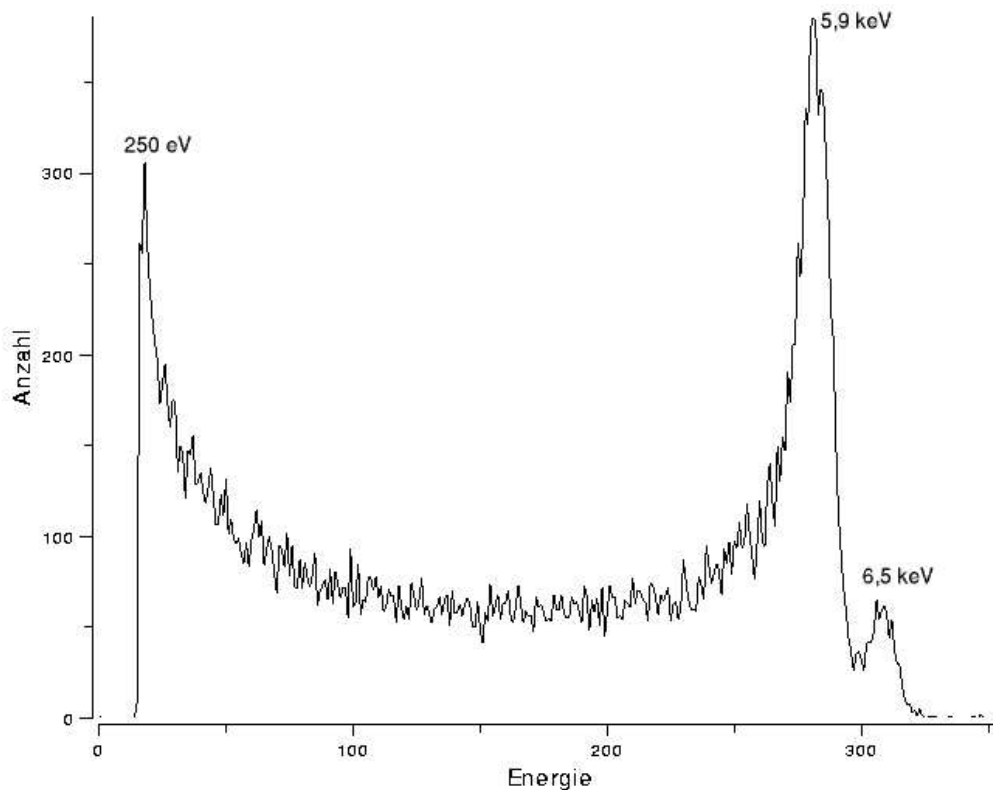


Abbildung 5.10: Histogramm aller vom DSP-Programm als gültig erkannten Pixel. Auf der Energieachse sind die Bins dargestellt, die jeweils 32 ADUs breit sind, wobei ein ADU = 0,66 eV ist.

¹⁰Programm zur Darstellung von FITS-Files; es ist auf der NASA-Homepage www.nasa.gov kostenlos downloadbar.

In Abbildung 5.10 sind alle vom Programm erkannten Events und Splitpartner dargestellt. Deutlich ist der erste Peak zu erkennen. Er liegt bei 5,9 keV und stellt die $Mn K_\alpha$ -Linie der Eisen55-Quelle dar. Der zweite Peak liegt bei 6,5 keV und entspricht der $Mn K_\beta$ -Linie. Das starke Rauschen links des Hauptpeaks rührt von den Split-Events her, die alle in diesem Bereich aufgetragen werden.

Singles

Werden nur die Singles betrachtet, so sind nur die beiden Peaks zu sehen (Abbildung 5.11). Der Anstieg am unteren Ende entsteht aufgrund der Wahl der $LOW_LEVEL_SCHWELLE$. Diese ist hierbei so niedrig gewählt, dass sie sich im beginnenden Rauschen befindet, und so stark verrauschte Pixel zum Teil bereits als Event erkannt werden. Im Idealfall liegt die Schwelle knapp oberhalb des Rauschens.

Dass die beiden Kurven in Abbildung 5.11 links nicht beim gleichen Energiewert enden, liegt im Prinzip der zwei Schwellen begründet, denn die Single-Event Kurve endet bereits bei der $LOW_LEVEL_SCHWELLE$, wohingegen alle anderen Spektren bis zur $RAUSCH_SCHWELLE$ reichen.

Am Histogramm ist auch ablesbar, wie die Split-Events den Singlepeak zu niedrigeren Energien hin verbreitern, da den Split-Events mit der Energie $E_0 - \delta$ gerade die Energie δ fehlt, um im Hauptpeak dargestellt zu werden.

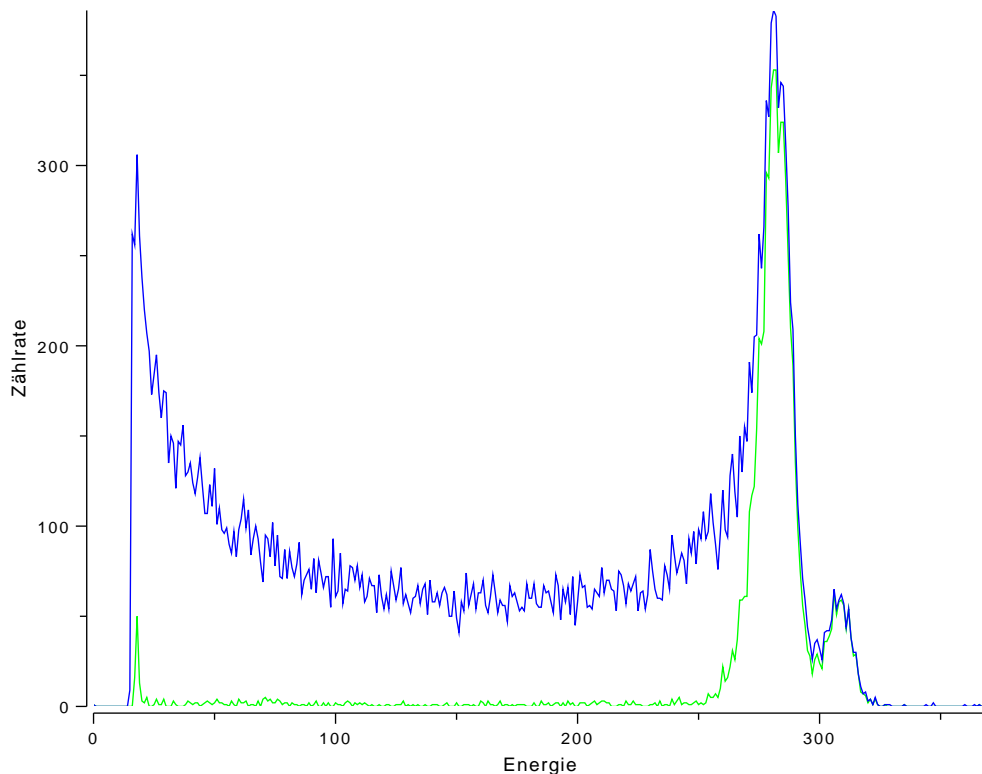


Abbildung 5.11: Histogramm der Singles (grün) und aller Events (blau). Die Energieskala zeigt die Bins, wobei jedes aus 32 ADU besteht. Somit entspricht ein Teil-Strich etwa 21 eV, wobei der große Peak bei 5,9 keV und der kleine bei 6,5 keV liegt.

Doubles

Bei einem Double wird die Energie des Photons auf zwei Pixel aufgeteilt. Werden die beiden Energiewerte nach Abzug des Rauschens und des Offsets addiert, so erhält man den ursprünglichen Energiewert des Photons:

$$E_{\text{Photon}} = E_1 + E_2$$

Für die hier verwendete monochromatische¹¹ Quelle, ist die Summe konstant und symmetrisch zur halben Photonenenergie. Liegt ein Energie-Wert etwas über der halben Photonenenergie, so liegt der Split-Partner gleichweit unterhalb der halben Photonenenergie. Im Idealfall ergibt sich der für die Doubles typische 'Badewannen'-Verlauf. Werden die Doubles betrachtet, die vom DSP-Programm als solche erkannt werden, so ergibt sich ein ähnliches Bild (siehe schwarze Kurve in Bild 5.12). Nach oben gibt es keine scharfe Grenze, da zum einen noch der zweite Peak vorhanden ist, dessen Doubles zum Teil hier dargestellt werden, zum anderen auch der Hauptpeak eine gewisse Breite besitzt, da E_0 aufgrund von Rauschen leicht schwankt. Zusätzlich hängt die Splitverteilung von der Wahl der Schwellen ab, woauf in Abschnitt 5.4 näher eingegangen wird.

Triples

Der Anteil der Triples an den Split-Events ist wesentlich geringer, weil die Fläche des CCDs, auf der sie auftreten, ebenfalls geringer ist. Das Spektrum zeigt oberhalb der Energie $E_0/2$ eine leichte Häufung und dann wieder unterhalb $E_0/3$ einen Anstieg. Der Grund dafür: Die Fläche auf dem Pixel, in der ein Photon auftreffen muss, um ein Triple zu erzeugen, liegt größtenteils so, dass die meiste Energie in diesem 'mittleren' Pixel deponiert wird. Die 'verbleibende' Energie für die Nachbarpixel liegt dann pro Pixel unterhalb von $E_0/3$ (siehe Abbildung 5.12). Der Fall, dass sich die Energie auf alle drei Pixel gleichmäßig verteilt, ist ausgeschlossen, da es sich dann um ein Quadruple handeln muss.

Quadruples

Das Spektrum der Quadruples zeigt einen recht kontinuierlichen Abfall bis zur Energie von etwa $2/3 E_0$. Auch hier ist die Wahrscheinlichkeit, dass ein Pixel wesentlich mehr Energie als $E_0/4$ besitzt, groß. Somit müssen sich die restlichen drei Pixel die Restenergie teilen, womit es mehr Ereignisse mit kleineren Energien gibt. Dies erklärt den Anstieg des Spektrums hin zu kleineren Energien (siehe Abbildung 5.12).

5.4 Die Filter-Schwellen

Im DSP Programm gibt es vier wichtige Schwellen, die Tabelle 5.3 wiedergibt:

Die Wahl der *MIP_SCHWELLE* ist nicht sonderlich schwer, sie sollte sich lediglich einige 100 eV über der obersten, noch detektierbaren Photonenenergie befinden. Sie sollte aber auch nicht zu hoch gewählt werden um möglichst alle MIP-Spuren zu erkennen. Die *MIP_NACHBAR_SCHWELLE* sollte sinnvollerweise unterhalb der *LOW_LEVEL_SCHWELLE* liegen, um nicht fälschlicherweise beim Löschen der MIP-Spur Events zu erzeugen. Allerdings muß sie auch oberhalb der *RAUSCH_SCHWELLE* liegen, da ansonsten bei einem MIP das ganze CCD gelöscht werden könnte.

¹¹abgesehen von dem wesentlich kleineren Peak bei 6,5 keV

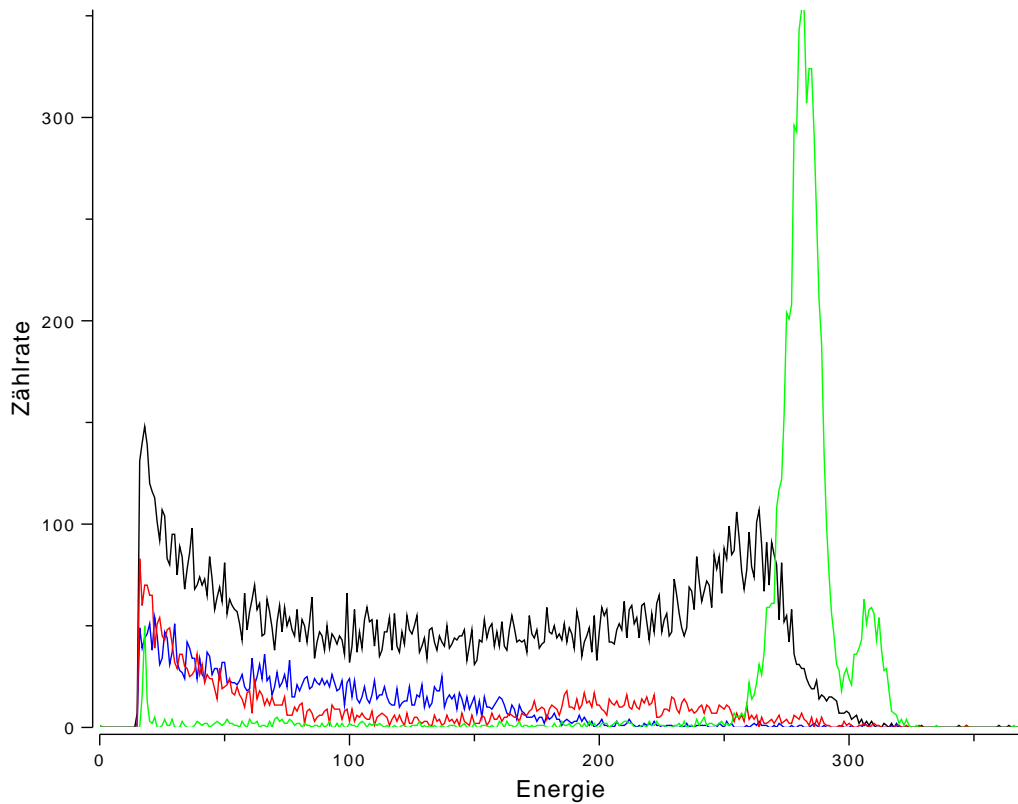


Abbildung 5.12: Histogramm der Singles (grün), Doubles (schwarz), Triples (rot) und Quadruples (blau).

Von größerer Bedeutung ist die Wahl der beiden Schwellen *LOW_LEVEL_SCHWELLE* und *RAUSCH_SCHWELLE*:

Wird die *LOW_LEVEL_SCHWELLE* zu hoch gewählt, so werden niederenergetische Ereignisse nicht mehr erkannt und die Empfindlichkeit des CCDs wird im unteren Energiebereich beschnitten. Diese Schwelle stellt also die untere Grenze der noch detektierbaren Photonen dar. Wird die *LOW_LEVEL_SCHWELLE* zu niedrig gewählt, so werden Pixel als Events erkannt, bei denen es sich eigentlich nur um Rauschen handelt. In Abbildung 5.11 ist anhand des starken Anstiegs am linken Rand zu erkennen, wo die Events ins Rauschen übergehen.

Die *RAUSCH_SCHWELLE* stellt die Grenze zwischen Splitpartner und Rauschen ein. Wird sie zu hoch gewählt werden einige Splitpartner nicht als solche erkannt und die Anzahl der Single-Events steigt. Zusätzlich werden im rückgerechneten Spektrum (wenn die Splits zu ihrer ursprünglichen Photonenenergie addiert werden) die Energien zu niedrigeren Werten verschoben, da einigen Events nun der Splitpartner und damit dessen Energie fehlt.

Wird die Schwelle zu niedrig gewählt, werden so viele Splitpartner gefunden, dass die Anzahl der maximal erlaubten Splitpartner überschritten wird oder mehr unerlaubte Splitkonstellationen auftreten. In diesem Fall werden alle Splitpartner gelöscht und nur das zentrale Pixel durchgelassen, die Anzahl der Single-Events steigt ebenfalls. Allerdings haben die Singles auch hierbei eine zu niedrige Energie, da eventuell gültige Splitpartner ebenfalls mitgelöscht werden.

Tabelle 5.3: Die vier Schwellen des DSP-Programms

MIP_SCHWELLE	Schwelle, ab der Pixel als MIPs erkannt werden
MIP_NACHBAR_SCHWELLE	Schwelle, bis zu der alle MIP-Nachbarpixel gelöscht werden
LOW_LEVEL_SCHWELLE	Schwelle, ab der Pixel als Event erkannt werden
RAUSCH_SCHWELLE	Schwelle, bis zu der Nachbarpixel als Splitpartner erkannt werden

5.4.1 Auswirkung der Schwellen auf die Splitverteilung

In Tabelle 5.13 ist die relative Splitverteilung in Abhängigkeit der beiden Schwellen *LOW_LEVEL_SCHWELLE* und *RAUSCH_SCHWELLE* dargestellt. Deutlich ist zu erkennen, wie bei Abnahme der *RAUSCH_SCHWELLE* die Anzahl an Singles sinkt, dafür aber die Anzahl der Splits steigt. Dies ist jedoch nur anfangs der Fall. Werden für die *RAUSCH_SCHWELLE* noch niedrigere Werte eingesetzt, nimmt die Anzahl der Singles wieder zu. Die Erklärung dafür wurde bereits im vorherigen Abschnitt gegeben: Je tiefer die *RAUSCH_SCHWELLE* gesetzt wird, um so mehr Nachbarpixel kommen als potentielle Splitpartner in Frage, und aus einem bei höherer *RAUSCH_SCHWELLE* noch als Single behandeltem Event wird ein Double, Triple oder Quadruple.

Die Wahl der *LOW_LEVEL_SCHWELLE* hat eine eher geringere Auswirkung auf die relative Splitverteilung. Nur die absolute Anzahl an erkannten Events nimmt mit sinkendem Schwellenwert leicht zu. Ursache hierfür ist die Wahl der Röntgenquelle (Fe 55), die nur zwei Linien aussendet, eine bei 5,9 keV und eine bei 6,5 keV. Somit müsste die *LOW_LEVEL_SCHWELLE* nahe bei 5,9 keV liegen, um stärkere Auswirkungen zu zeigen, wie es bei der ersten Messreihe, wo die *LOW_LEVEL_SCHWELLE* auf 3,2 keV eingestellt war, erkennbar ist.

Sind beide Schwellen auf 3,2 keV eingestellt, liegt die Singlehäufigkeit beinahe bei 100%. Dies ist angesichts der Tatsache, dass ein Photon hierbei eine Ladungswolke von etwa 6 keV auslöst, einleuchtend, da im Fall eines Doubles die Energie bei dieser Schwelleneinstellung auf beide Pixel gleich verteilt sein müsste, was sehr unwahrscheinlich ist.

Ein der Originalauswertung des MPE nahekommendes Ergebnis erhält man bei einer *LOW_LEVEL_SCHWELLE* zwischen 400 und 600 eV und einer *RAUSCH_SCHWELLE* von etwa 200 eV (siehe Abbildung 5.13).

Event_ Schwelle	Rausch_ Schwelle	Single	Double	Triple	Quadruple
3200	3200	98,7	1,2	0,1	0,0
	2530	88,7	11,2	0,1	0,0
	1230	71,9	27,7	0,4	0,0
	585	55,0	44,3	0,6	0,1
	423	36,9	56,5	6,3	0,3
	260	25,8	58,8	11,2	4,2
	247	25,3	58,7	11,4	4,6
	228	24,4	58,7	12,0	5,0
	195	22,7	58,6	12,6	6,1
	130	18,9	56,7	15,7	8,7
1230	65	20,7	45,0	22,3	12,0
	10	43,1	21,8	21,7	13,3
	1230	50,0	46,8	2,3	0,9
	585	33,2	53,9	7,5	5,4
	423	28,5	54,6	8,8	8,0
	260	23,2	54,7	10,4	11,7
	247	22,7	54,6	10,7	12,1
	228	21,9	54,5	11,1	12,4
	195	20,5	54,5	11,6	13,5
	130	17,3	52,6	14,5	15,6
585	65	20,1	42,1	20,8	16,9
	10	43,5	20,5	20,5	15,5
	585	33,3	53,9	7,5	5,4
	423	28,6	54,5	8,8	8,0
	260	23,2	54,7	10,4	11,7
	247	22,7	54,6	10,6	12,1
	228	22,0	54,5	11,1	12,4
	195	20,5	54,5	11,6	13,5
	130	17,3	52,7	14,4	15,6
	65	20,3	42,1	20,8	16,8
423	10	43,8	20,5	20,7	15,1
	423	28,6	54,4	8,8	8,0
	260	23,2	54,7	10,4	11,7
	247	22,7	54,6	10,6	12,0
	228	21,9	54,6	11,1	12,4
	195	20,5	54,5	11,6	13,4
	130	17,3	52,7	14,4	15,6
	65	20,3	42,2	20,8	16,7
	10	43,9	20,5	20,7	14,8
	260	260	24,9	53,4	10,2
247		24,4	53,4	10,4	11,8
228		23,6	53,4	10,9	12,1
195		22,1	53,4	11,3	13,2
130		18,3	52,4	14,1	15,2
65		20,1	41,2	22,7	15,9
10		42,7	19,6	23,8	13,8
Originalauswertung:		21,7	57,9	11,7	8,7

Abbildung 5.13: Auswirkung der RAUSCH_SCHWELLE und der LOW_LEVEL_-SCHWELLE auf die relative Splitverteilung (Angaben in Prozent). Die Schwellenwerte sind in eV angegeben. Die ungeraden Werte finden ihre Ursache in der Umrechnung der runden ADU-Werte in eV.

Kapitel 6

Der Teststand

Um die Eigenschaften des neuen FS pn-CCDs zu testen und zu eichen, wird eine Testumgebung benötigt. Dieser Teststand wird im folgenden beschrieben:

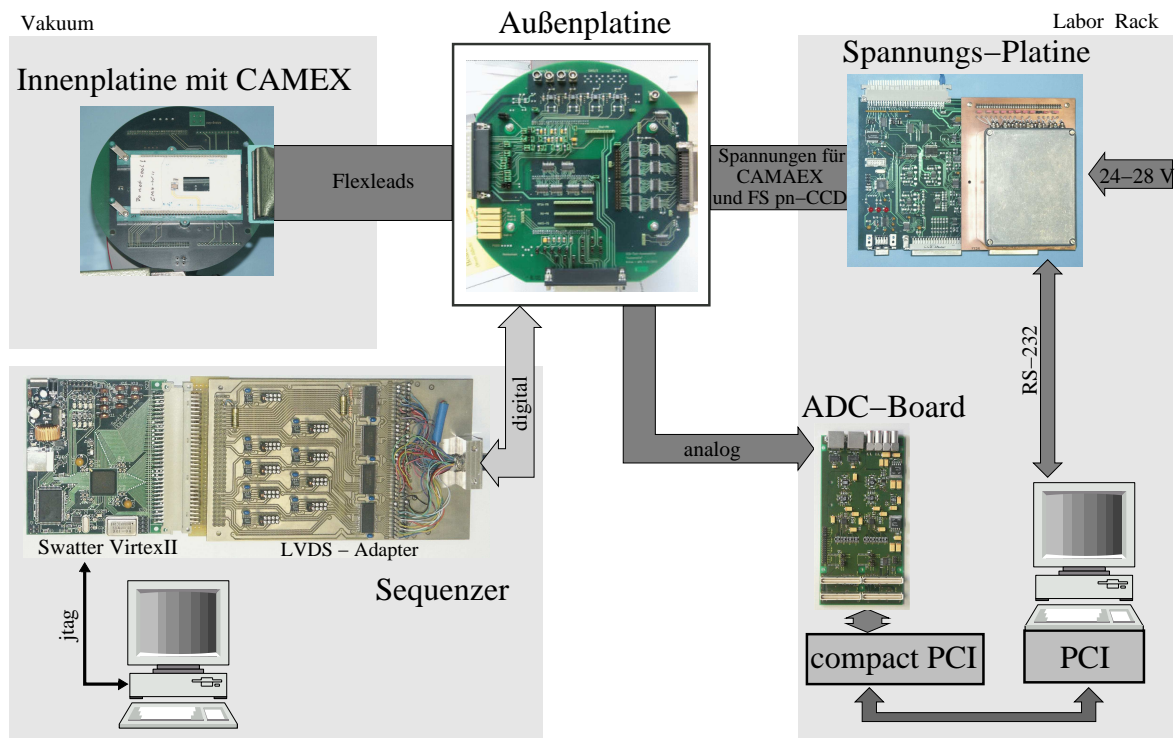


Abbildung 6.1: Blockschaltbild des Testaufbaus.

6.1 Die Vakuumkammer

In jedem Halbleiter können sich durch thermische Anregung spontan Elektronen-Lochpaare bilden. Diese liefern ein Untergrundrauschen und verfälschen die gemessene Energie eines einfallenden Photons, da sie zu dessen Elektronenwolke dazugerechnet werden. Die Häufigkeit, mit der ein solches Elektronen-Lochpaar generiert wird, hängt von der Temperatur des Halbleitermaterials ab, weshalb es auch als THERMISCHES RAUSCHEN bezeichnet wird. Die einzige

Möglichkeit dieses Rauschen zu verringern, besteht darin, das CCD zu kühlen. Die Apparatur wird dazu auf eine Temperatur von etwa -140°C gekühlt. Realisiert wird dies durch eine Stickstoffkühlung bei der flüssiger Stickstoff, der bei Normaldruck eine Siedetemperatur von $-195,8^{\circ}\text{C}$ besitzt, in einen Kryostaten gefüllt wird. Mit Hilfe eines Metallstabes ('Kältefinger') wird die Kälte von dort an die Kühlmaske weitergeleitet (siehe Abbildung 6.3). Diese wird dann so am CCD befestigt, dass die Kontaktfläche zwischen beiden möglichst groß ist, ohne aber die 'Sicht' des CCDs zu beschränken. Gefertigt ist die Maske aus Kupfer mit einem extrem geringen Sauerstoffgehalt, da dieser im Vakuum ausgasen und das Vakuum verunreinigen würde.

Das gesamte CCD befindet sich bei Messungen in einer Vakuumkammer. Der Grund dafür ist simpel: Würde das CCD unter Normalatmosphäre auf -140°C gekühlt, so würde sich sofort ein Flüssigkeitsniederschlag (Kondenzwasser) bilden, der ausfrieren und so die 'Sicht' des CCDs beeinträchtigen würde. Um dies zu vermeiden, wird das CCD in eine Vakuumkammer eingebaut.

Der Messtand mit der Vakuumkammer wurde im Rahmen der Diplomarbeit aufgebaut und besteht aus mehreren speziellen Vakuumbauteilen.



Abbildung 6.2: Die Vakuumkammer mit aufgesetztem Kryostaten zur Kühlung des CCDs.

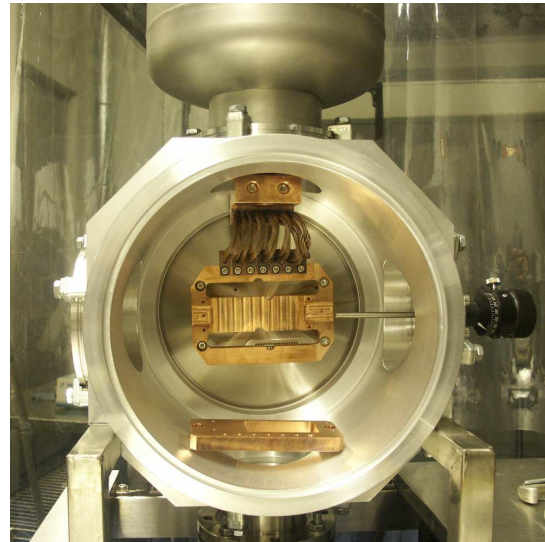


Abbildung 6.3: Die Kühlmaske im geöffneten Zustand ohne CCD. Die Kupferkabel stellen den Kältekontakt zwischen Kältefinger des Kryostaten und Maske dar.

Bei Arbeiten an der geöffneten Vakuumkammer ist auf extreme Sauberkeit zu achten. Um Fettabdrücke zu vermeiden, sollten bei Arbeiten in der Vakuumkammer immer Gummihandschuhe getragen werden. Dies ist wichtig, da Verunreinigungen im Vakuum ausgasen und die Herstellung eines guten Vakuums jenseits von 10^{-4} mbar verhindern. Alle dem Vakuum ausgesetzten Teile sind vor dem Einbau gründlich mit Alkohol zu reinigen. Dies gilt auch für

bereits gereinigte Teile, die längere Zeit atmosphärischem Druck ausgesetzt waren, weil die Oberflächen unter Atmosphärendruck beginnen, die in der Luft enthaltenen Gase O_2 und N_2 zu adsorbieren, womit sie das Vakuum später verunreinigen würden.

Ein wichtiger Faktor stellen auch die verwendeten Materialien dar, die in Kontakt mit dem Vakuum stehen. Viele Plastiksarten und vor allem Kabelummantelungen sind mit Weichmachern und Lösungsmitteln versetzt. Diese gasen bei Unterdruck verstärkt aus und limitieren so das erreichbare Vakuum. Um diesen Effekt so gering wie möglich zu halten, werden von vornherein nur bestimmte Materialien verwendet. So bestehen die Dichtungen aus Viton, einem speziellen vakuumgeeigneten Gummi. Zusätzlich wird zu dem Trick des Ausheizens gegriffen, da die Desorptionsrate extrem temperaturabhängig ist. Hierzu ist die komplette Vakuumkammer mit Heizbändern eingewickelt, die selbige mehrere Stunden lang auf ca 80°C aufgeheizt, wobei gleichzeitig die Vakuumpumpe läuft. Deutlich ist dabei ein Anstieg des Drucks um ein bis zwei Zehnerpotenzen in der Kammer zu beobachten.

Ein solcher Ausheizvorgang wurde mehrfach wiederholt, wodurch am Schluß ein Vakuum von $1,0 \cdot 10^{-6}$ mbar erreicht wurde.

Belüften

Um Veränderungen an den im Vakuum befindlichen Teilen des Testaufbaus vornehmen zu können, muss die Vakuumkammer zuerst belüftet werden. Damit dabei eine Verunreinigung, wie bereits zuvor beschrieben, vermieden wird, muss zum Belüften trockener Stickstoff in die Kammer gelassen werden. Extrem wichtig ist hierbei, zuvor die Angleichung des CCD an die Raumtemperatur abzuwarten, da es ansonsten nach dem Öffnen der Kammer zu Kondenzwasser- und Eisbildung auf dem CCD kommt. Des weiteren sollte in der Anlage kein Überdruck erzeugt werden. Um dem entgegenzuwirken, wird ein Flansch am Belüftungsventil geöffnet, der, bei Erreichen von Atmosphärendruck, einfach abfällt und somit ein sicheres Zeichen für den Druckausgleich ist.

6.2 Der Sequenzer

Der Sequenzer dient der Steuerung der Kameraelektronik. Er erzeugt digitale Signale zum Auslesen des CCD und für den Sampling-Prozess des CAMEX. Des weiteren regelt er auch die ADCs und die Datenübergabe an den DSP.

Realisiert ist der Sequenzer beim momentanen Stand in einem Swatter-Board¹, dessen zentrales Bauelement ein FPGA² ist. Hierbei handelt es sich um einen Chip, dessen Hardwarefunktionen per Software vollständig konfigurierbar sind. Dies wird realisiert, indem der Chip aus Millionen von digitalen 'Primitiv-Zellen' (Gattern) besteht, die sich alle per Programmiergerät miteinander 'verdrahten' lassen. Der digitale Entwurf wird dabei mit einer Hardware-Beschreibungssoftware wie z.B. VHDL³ erstellt. Somit können auch komplizierteste logische Schaltungen in relativ kurzer Zeit realisiert werden. Der immense Vorteil dieser Prototyping-Technologie zeigt sich vor allem während der Entwicklungsphase. Auftretende Fehler können

¹Das Swatterboard ist ein FPGA Prototyping-Board der Firma DD&T zur Entwicklung digitaler Applikationen.

²Field Programmable Gate Array. Auf dem Swatter-Board befindet sich ein Xilinx Virtex II FPGA.

³VHSIC Hardware-Description-Language, näheres dazu findet sich in [Ashenden (2001)] oder eine Kurzanleitung in [Schanz, Tenzer (2004)].

sofort in der Beschreibungssoftware korrigiert und von neuem in den FPGA programmiert werden.

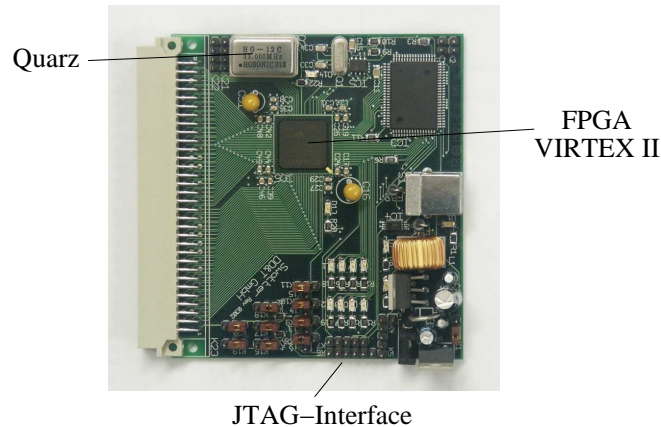


Abbildung 6.4: Swatter-Bord, welches den Sequenzer enthält.

Zur Konfigurierung des FPGA-Boards wird zum momentanen Zeitpunkt ein JTAG⁴-Programmierinterface eingesetzt. Im späteren Flugbetrieb soll der Sequenzer dann über einen μ Controller programmiert werden.

6.3 Die Spannungsversorgungsplatine

Der Testaufbau benötigt eine ganze Reihe verschiedener Spannungen. Allein der CAMEX benötigt für die analoge Verstärkung der CCD-Signale 13 verschiedene Spannungen, wovon jedoch 5 auf der Außenplatine erzeugt werden (siehe Tabelle 6.1). Um diese Spannungen bereitzustellen und nicht für jede ein separates Spannungsteil benutzen zu müssen, wurde am MPE in Garching die Spannungsversorgungsplatine entwickelt. Sie besitzt zwei 37-polige Ausgangsstecker, einen für den CAMEX und einen für das CCD.

Die Versorgungsspannung der Platine liegt zwischen 25 - 28V. Sie besitzt eine serielle Schnittstelle (RS-232), über welche die Spannungen via PC kommandiert werden können. Als Kommandointerface dient hierbei die EGSE-Software (siehe Kapitel 7). Die Platine ist im Doppelleuropa-Format gefertigt und passt als Einschub in ein entsprechendes Rack, in dem sie später betrieben werden soll. Dabei dient der obere Stecker als Verbindung zum Rack und zur Energieversorgung.

Auf der Platine befinden sich neben dem CAMEX-Stecker fünf Potentiometer, mit deren Hilfe sich die Spannungen:

- VSS - positive Versorgungsspannung der Außenplatine (default 3 V)
- VDD - negative Versorgungsspannung der Außenplatine (default -3 V)
- VSSS - negative Sourcespannung des JFET-Verstärkers (default -3 V)

⁴Joint Test Action Group. Der ursprüngliche Zweck der Schnittstelle war es, integrierte Schaltkreise, welche sich bereits in einer Arbeitsumgebung befinden, beispielsweise bestückt auf einer Platine, auf Funktion zu testen. Inzwischen wird JTAG auch vermehrt zur Programmierung von FPGAs eingesetzt.

- VSSL - momentan nicht belegt
- FFDR - Versorgungsspannung des First-FET

einstellen lassen.

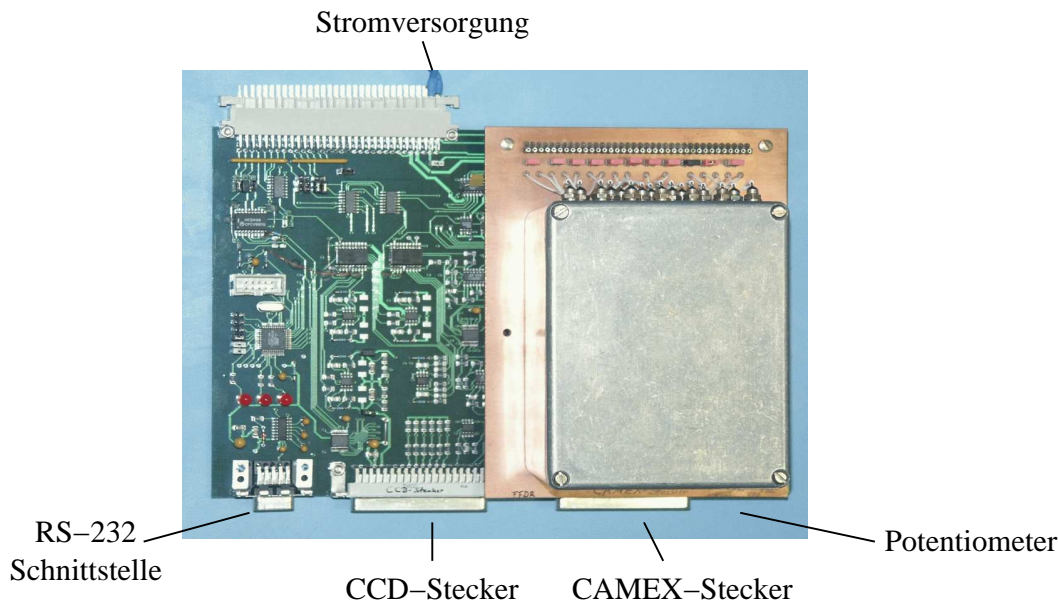


Abbildung 6.5: Die Spannungsplatine, wobei die Potentiometer zur Einstellung der Spannungen VSS, VDD, VSSL, VSSS un FFDR dienen.

6.4 Die Innen- und Außen-Platine

Das CCD samt CAMEX befindet sich in der Vakuumkammer, die restlichen Teile aber unter Atmosphärendruck. Es existiert daher neben der Innenplatine auch noch eine Außenplatine. Die Innenplatine befindet sich innerhalb des Vakuums und dient lediglich der Aufnahme des Keramikträgers, auf dem sich das CCD und der CAMEX befinden. Von der Innenplatine gehen drei vakuumbeständige Flex-Leads zu den drei 50-poligen SUB-D-Steckern, die sich in dem 250 ISO-K⁵-Blindflansch der Vakuumkammer befinden.

Auf der Nichtvakuumseite ist die Außenplatine montiert. Sie stellt den Knotenpunkt dar, an dem die übrigen Komponenten angeschlossen werden. Auf ihr befinden sich auch fünf Drehpotentiometer (siehe Abbildung 6.6), mit deren Hilfe die fünf CAMEX-Spannungen Vref_V, Vref_S, Vref_A, IB1 und IB2 eingestellt werden können (zum Zweck der Spannungen siehe Abbildung 4.12). Sie sind alle von VSS abgeleitet. Zur Kontrolle der Spannungen befinden sich auf der Platine Brücken, über die die Spannung gemessen werden kann, die an einem dazwischengeschalteten 10Ω-Widerstand abfällt. Somit lässt sich der Strom über das Ohmsche Gesetz ausrechnen und innerhalb der in Tabelle 6.1 angegebenen Bereiche einstellen.

Die Außenplatine enthält zudem einen Stecker (ST24), über den der Sequenzer angeschlossen wird. Zusätzlich befinden sich noch zwei 37-polige SUB-D-Stecker auf der Platine, über welche

⁵250 steht dabei für den Durchmesser und ISO-K gibt an, dass es sich um ein Klammerflansch handelt.

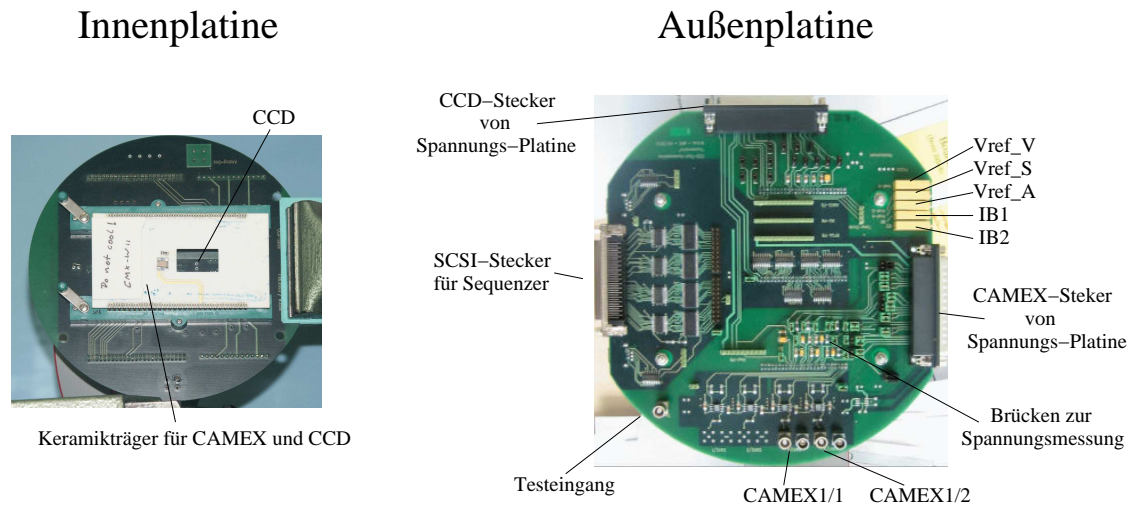


Abbildung 6.6: Innen- und Außenplatine.

die Spannungen der Spannungsplatine in den Testaufbau eingespeist werden und zu den entsprechenden Verbrauchern geleitet werden (ST13 für den CAMEX und ST14 für das CCD). Um im Testbetrieb ohne CCD ein Testsignal einspeisen zu können, ist ein Lemo-Stecker (ST9) aufgelötet. Das Signal wird in den CCD-Eingang des CAMEX eingespeist und von ihm verarbeitet. Es kann über die Messausgänge ST1-ST8 abgegriffen werden, wobei je vier zu einem der beiden CAMEX gehören. Bei diesen Ausgängen liegt an jeweils zweien das gleiche Signal an, wobei ein Ausgang differentiell und einer im Single-Ended-Modus betrieben wird.

Tabelle 6.1: Die fünf CAMEX-Spannungen, die an den Potentiometern der Außenplatine eingestellt werden können. Die letzte Spalte enthält die Nummer der Brücke, an der die jeweilige Spannung gemessen werden kann.

Spannungen	Funktion	typischer Strom	Brücken-Nummer
VrefV	CDS-Filter	$20\mu\text{A}$	BR13
Vref_S	S&H-Stufe	$20\text{-}30\mu\text{A}$	BR14
Vref_A	Vorverstärker	$50\mu\text{A}$	BR17
IB1	Ausgangstreiber 1	$80\text{-}150\mu\text{A}$	BR18
IB2	Ausgangstreiber 2	$80\text{-}150\mu\text{A}$	BR8

6.5 Der ADC

Der ADC dient der Digitalisierung der analogen Spannungswerte, die vom CAMEX kommen. Aufgrund der kleinen Signale muss der ADC gegenüber elektromagnetischen Feldern abgeschirmt werden. Aus diesem Grund befindet er sich in einem vom Computer getrennten 'compact-PCI-Rack'. Dieses ist über eine PCI-to-cPCI-Bridge mit dem Computer verbunden, die den PCI-Bus des Computers zum Rack weiterleitet. Dort befindet sich das ebenfalls am MPE in Garching entwickelte ADC-Board, welches mithilfe einer Trägerplatine in das cPCI-Rack eingeschoben wird.

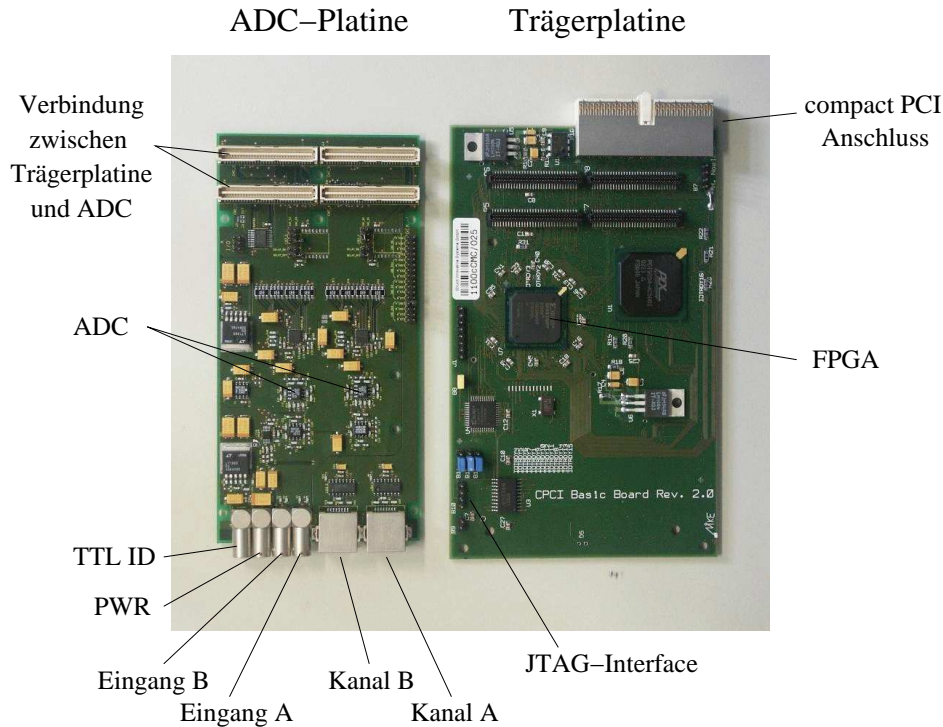


Abbildung 6.7: Der ADC und die Trägerplatte, die zum Einschub in das 'compact-PCI-Rack' dient.

Bei dem ADC-Chip handelt es sich um einen AD9245 der Firma 'Analog Devices'. Er besitzt eine Datentiefe von 14 Bit und eine Abtastrate von 80 MSPS⁶. Genauere Informationen finden sich im Datenblatt, welches im Internet zu finden ist.

Es befinden sich zwei ADC-Chips auf der Platine, für jeden CAMEX einer, sodass die Signale von beiden CAMEX-Chips simultan verarbeitet werden können.

Angeschlossen wird der ADC beim Betrieb lediglich eines CAMEX, indem an den 'Kanal A'-Eingang die ADC-Clock des Sequenzers gelegt wird und der Lemo-Stecker 'Eingang A' mit dem Stecker 'CAMEX 1/1' der Außenplatte verbunden wird.

6.6 Der zukünftige Aufbau

Zur Zeit sind noch nicht alle Komponenten fertiggestellt. In Zukunft soll der Testaufbau aber wie in Abbildung 6.8 dargestellt aussehen. Hierbei sollen die einzelnen Platinen alle im Doppelleuropa-Format für die Rackmontage gefertigt werden.

6.7 Erste Tests

Da während der Zeit der Diplomarbeit noch kein FS pn-CCD vorlag, konnte nur die Funktionsweise des CAMEX getestet werden. Hierzu wird in den Testeingang auf der Außenplatte

⁶Mega Samples Per Second, gibt die Maximale Zahl an Digitalisierungen pro Sekunde an.

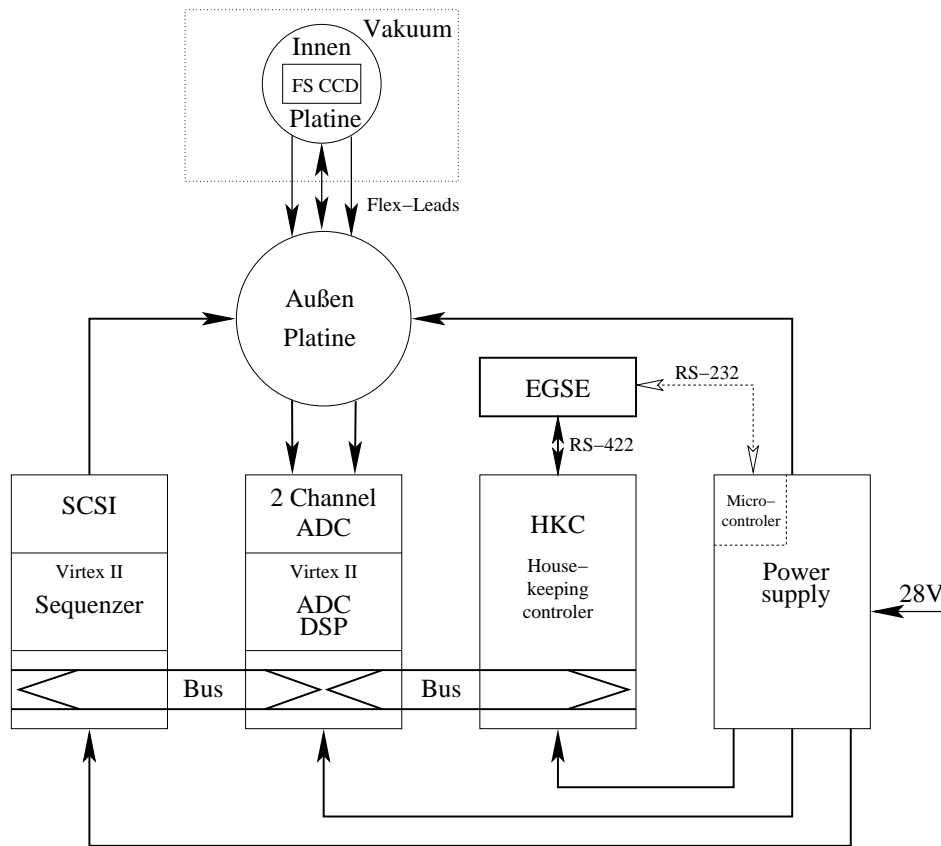


Abbildung 6.8: Blockschaltbild des zukünftigen Testaufbaus.

ein negatives Rechtecksignal eingekoppelt. Dabei wird das Timing so gewählt, dass das Testsignal genau zwischen Baseline- und Signal-Sampling des CAMEX auf die negative Spannung springt, die im Bereich zwischen 0 und 8V einstellbar sein muss. Um die Elektronik zu schützen, wurde in den Eingang ein Signalabschwächer eingebaut, womit das Signal um den Faktor 100 abgeschwächt wird. Den Aufbau des Abschwächers zeigt Abbildung 6.9. Die beiden 50Ω -Widerstände dienen dabei als Abschlusswiderstände für das Koaxialkabel, um Signalreflexionen zu vermeiden.

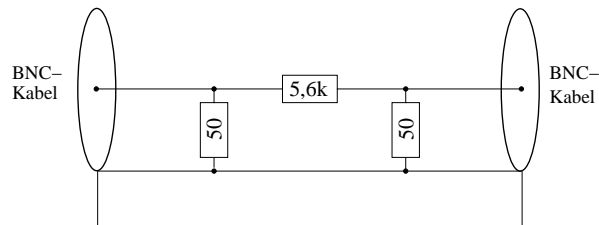


Abbildung 6.9: Schaltbild des Abschwächers, der den Testeingang der Außenplatine schützt. Die Zahlenwerte sind in Ohm.

Das Testsignal wird an jeden dritten Kanal des CAMEX weitergeleitet und von ihm verstärkt. Das an Ausgang 'CAMEX 1/1' der Außenplatine ankommende Signal kann nun mit

einem Oszilloskop dargestellt werden (siehe Abbildung 6.10). Jeder Block des dargestellten Signals steht dabei für eine Zeile des CCD, wovon hier nur die ersten acht dargestellt sind. Dabei besteht jeder dieser Blöcke wiederum aus 256 Ausschlägen, die aber aufgrund der gewählten zeitlichen Auflösung nicht zu erkennen sind. Je nach Einstellung der in Abschnitt 4.3.2 beschriebenen Verstärkungsfaktoren ist ein unterschiedlich hoher Ausschlag der vom Signal erregten Pixel zu messen.

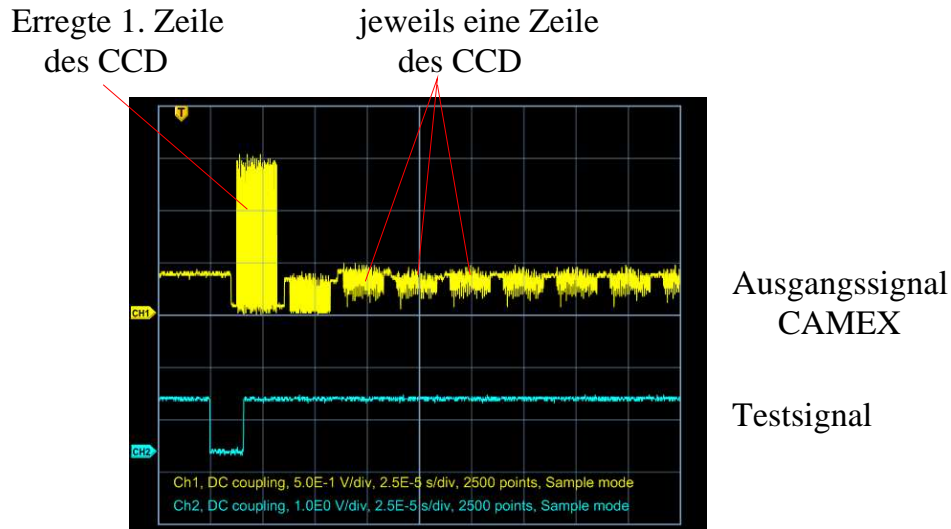


Abbildung 6.10: Am Ausgang CAMEX 1/1 der Außenplatine abgegriffenes Signal des durch ein Testsignal erregten CAMEX. Der wesentlich kleinere Ausschlag der hinteren 'Blöcke' wird vom Rauschen bewirkt.

Kapitel 7

Die EGSE Software

Die EGSE (Electrical Ground Support Equipment) Software dient der Kommandierung und Anzeige wichtiger Parameter des Teststandes mit Hilfe eines PC's. Bisher war die Software auf zwei Systeme aufgeteilt, einem Client, dem sogenannten PEP HOST, und einer Workstation, dem EGSE HOST-Server. Dies hatte den Vorteil, dass das Experiment und der EGSE HOST weit voneinander entfernt sein konnten. Mittlerweile wird die Steuerung von einem einzigen Rechner übernommen (es kann aber auch weiterhin mit zwei separaten Rechnern gearbeitet werden). Voraussetzung dazu ist ein Windowsrechner mit serieller Schnittstelle, oder alternativ mit einem USB-zu-Seriell-Adapter, da moderne Laptops meist keine serielle Schnittstelle mehr besitzen.

Für DUO neu hinzu gekommen sind zwei LabVIEW¹-Programme, die von Siegfried Müller am MPE in Garching geschrieben wurden. Zum einen ein Spacecraft-Simulator *scsim* und ein Programm für die Visualisierung der Daten Namens *view*. Zunächst wird jedoch kurz auf die Installation der Software und des ADCs eingegangen:

Installation der Software

Zu beachten ist, dass sich das Verzeichnis 'user' direkt auf der C-Partition des Windows Betriebssystems befindet. Die beiden in LabVIEW geschriebenen Programme benötigen LabVIEW in der Version 7.1, alternativ lässt sich aber auch eine Runtime-Umgebung einrichten, die es zumindest erlaubt die Programme auszuführen.

Installation des ADC

Der ADC befindet sich in einem externen compact-PCI-Rack, welches über eine PCI-to-cPCI-Bridge mit dem Computer verbunden ist. Diese wird beim Start von Windows automatisch erkannt. Als nächster Schritt muss die Software 'PLX SDK v. 4.0' installiert werden, die der Erkennung der cPCI-Trägerplatine dient. Ist dies geschehen, so kann der ADC zusammen mit der Trägerplatine in einen freien Slot des cPCI-Rack eingeschoben und der Computer gestartet werden. Dabei wird die Karte von WINDOWS-XP erkannt, kann jedoch auf Grund des fehlenden Treibers nicht installiert werden. Der Ort des Treibers muss manuell angegeben werden, sein Name lautet: *Pci Sdk HLL.inf*. Danach sollte der ADC im Gerätemanager von

¹LabVIEW ist eine grafische Programmierumgebung von National Instruments, die auf einer symbolischen Darstellung beruht.

WINDOWS-XP unter 'Andere Geräte' zu finden sein.

7.1 Starten der Testumgebung

Als erstes muss das cPCI-Rack eingeschalten werden und danach der Computer, da ansonsten der ADC nicht erkannt wird. Anschließend wird die Datei *start_scsim.exe* ausgeführt, welche den Spacecraft-Simulator startet. Danach wird die Stapelverarbeitungs-Datei *Start_egse.bat* aufgerufen, die sich im Ordner *c:/user/egse/PUMA* befindet. Nach ausführen der Datei verbinden sich die beiden Programme um Daten auszutauschen und es öffnen sich die folgenden vier Fenster:

1. Fenster zur Anzeige der noch frei Festplattenkapazität auf dem Rechner.
2. Fenster zur grafischen Darstellung des zeitlichen Verlaufs der verschiedenen Housekeeping-Parameter.
3. HK-Fenster (Housekeeping), welches den Status der verschiedenen Housekeeping-Parametern anzeigt.
4. cmd-Fenster (Command), mit dem sich die gesamte Software kommandieren lässt.

Das HK-Fenster

Mit Hilfe der Page-Up, Page-Down Taste kann hier zwischen den verschiedenen Bildschirmen hin und her gesprungen werden, in denen eine Vielzahl von Parametern dargestellt sind. Geht man beispielsweise zum dritten Bildschirm, so können einige für den CAMEX und das CCD wichtige Spannungen abgelesen werden.

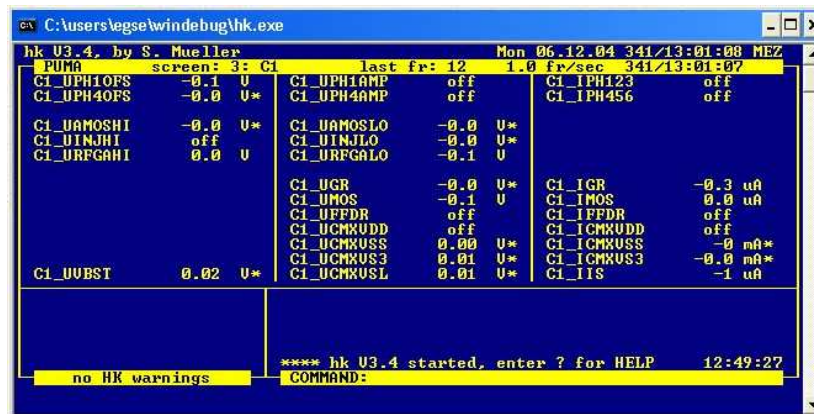


Abbildung 7.1: Screen 3 des Housekeeping-Fensters bei ausgeschaltetem CAMEX.

Das cmd-Fenster

In diesem Fenster können die Befehle eingegeben werden, wovon die wichtigsten in Tabelle 7.1 aufgelistet sind. Die komplette Liste der Befehle befindet sich in der Datei *memload.bas* im

Ordner `c:/user/egse/PUMA`. Die Eingabe der Befehle geschieht mit dem Kommando "ML", gefolgt von einem Leerzeichen und dem Befehlswort, mit eventuell vorhandenem Parameter.

```

C:\WINDOWS\system32\cmd.exe
PUMA - coha U3.5, by S. Mueller      Mon 06.12.04 341/13:04:12 MEZ
rec: $LOW dump: OFF cmd: ON log: NO LOGGING batch: OFF

**** coha U3.5 started, enter ? for HELP      341/12:49:27 MEZ
**** Using ROSAT compatible newload commands  341/12:49:27 MEZ
KBD: ML CCMXON                             T 341/13:04:00 MEZ
REC: lbr: XMM CMD verified (ACK b1)          341/13:04:00 MEZ

COMMAND:

C:\users\egse\windebug\hk.exe
hk U3.4, by S. Mueller      Mon 06.12.04 341/13:04:12 MEZ
PUMA screen: 3: Cl last fr: 12 1.1 fr/sec 341/13:04:11
Cl_DPH40FS -0.1 U Cl_DPH1AMP off Cl_IPH123 off
Cl_DPH40FS -0.0 U* Cl_DPH4AMP off Cl_IPH456 off

Cl_UAMOSHI -0.0 U* Cl_UAMOSLO -0.0 U*
Cl_UINJHI off Cl_UINJLO -0.0 U*
Cl_URFGAHI 0.0 U Cl_URFGALO -0.1 U

Cl_UGR -0.0 U* Cl_IGR -0.3 uA
Cl_UMOS -0.1 U Cl_IMOS 0.0 uA
Cl_UFFDR off Cl_IFFDR off
Cl_UCMRUDD 2.97 U Cl_ICMRUDD off
Cl_UCMRUSS -2.97 U Cl_ICMRUSS -0 nA*
Cl_UCMRUS3 -2.99 U Cl_ICMRUS3 -0.0 nA*
Cl_UUBST 0.02 U* Cl_IIS -1 uA

no HK warnings      **** hk U3.4 started, enter ? for HELP      12:49:27
COMMAND:

```

Abbildung 7.2: Das HK-Fenster und das cmd-Fenster bei eingeschaltetem CAMEX.

Einschalten des CAMEX

Hierzu wird im cmd-Fenster der Befehl:

```
ML CCMXON
```

eingegeben. Anschließend können noch die Spannungen VSSS und VSSL mit dem Befehl

```
ML CVSSSON und ML CVSSLON
```

eingeschaltet werden, ansonsten bleiben sie auf dem Wert von VSS. Somit ist der CAMEX betriebsbereit.

Starten des ADC

Zum Schluß muss noch die Datenübertragung des ADC zum Computer aktiviert werden. Hierzu wird die Datei `plxadc.exe` ausgeführt, wodurch sich ein Fenster öffnet, in dem die Frames hochgezählt werden. Dem Programm können zusätzlich Parameter wie beispielsweise ein Offsetwert übergeben werden. Eine Liste der Parameter gibt das Programm aus, indem

plxadc.exe /? eingegeben wird.

Hat sich das Programm erfolgreich mit dem Spacecraft-Simulator verbunden, so kann mit der Datenaufnahme begonnen werden.

7.1.1 Der Spacecraft-Simulator

Der Spacecraft-Simulator dient der Anzeige einer Vielzahl von Messwerten und Auswertungen, wobei hier nur auf einige wichtige kurz eingegangen werden soll.

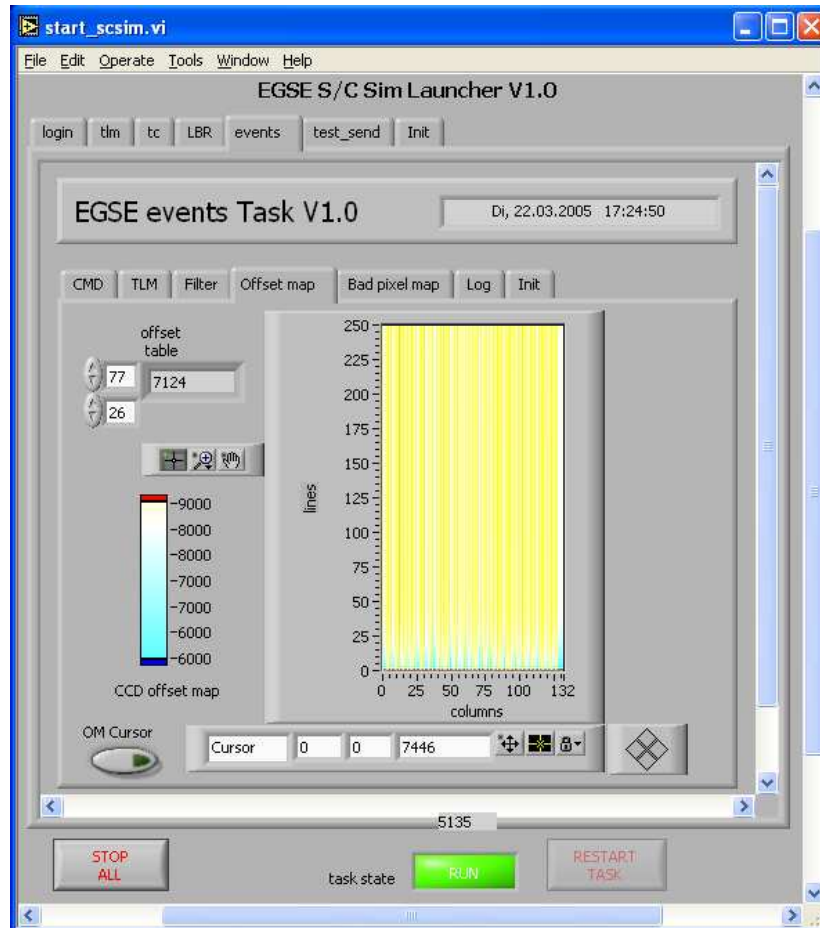


Abbildung 7.3: Das Fenster des Spacecraft-Simulators mit berechneter Offset-Map.

Nach dem Start erscheint das in Abbildung 7.3 dargestellte Fenster. Es besteht aus mehreren 'Reitern':

- *login*, *tlm* und *tc* dienen der Anzeige über den Status der Verbindung zum Housekeeping- und Command-Window, falls diese auf einem anderen Rechner laufen, kann hier beispielsweise die IP abgefragt werden.
- Im Fenster *LBR* befinden sich drei Untermenüs, wobei unter *Init* die Eigenschaften der

RS-232 Schnittstelle verändert werden können. Zur Zeit muss hier die Baudrate auf 9600 eingestellt werden, und anschließend der Button *Stop* und danach *Run* gedrückt werden, um eine Verbindung zur Spannungsversorgungsplatine aufzubauen.

- Der Reiter *events* ist in weitere Reiter unterteilt:
 - Unter *TLM* werden Telemetriedaten angezeigt und es kann die Update-Zeit der Daten eingestellt werden. Zusätzlich wird bei laufendem ADC hier die Anzahl der verarbeiteten Frames hochgezählt.
 - Bei *Filter* lassen sich die Ergebnisse der Common-Mode-Filterung betrachten.
 - *Offset map* und *Bad pixel map* zeigen die berechnete Offset-Map und die Bad-Pixel-Map.
 - Im Reiter *Log* kann ein Logfile angegeben werden in das alle Aktionen und Meldungen mitgeschrieben werden.
 - Bei *Init* lässt sich die Anzahl der Spalten und Zeiles des CCDs verändern.
- Im Reiter *test_send* lässt sich der Ordner eines Testdatensatzes angeben, der dann statt der Daten vom ADC verarbeitet wird.
- Unter *Init* sind die entsprechenden Verknüpfungen der Programme zu den entsprechenden Reitern aufgelistet.

In Abbildung 7.3 ist die Offset-Map dargestellt, die über 30 Frames bei angeschlossenem CAMEX berechnet wurde. Deutlich sind dabei vertikale Streifen zu erkennen. Die Ursache hierfür ist die unterschiedliche Verstärkung der einzelnen Kanäle des CAMEX, die sich immer auf eine ganze Spalte des CCDs auswirkt. In den untersten Zeilen sind höhere Offset-Werte zu erkennen. Ursache hierfür ist ein Einschwingvorgang aufgrund von unterschiedlichen Spaltenzahlen von CAMEX und ADC-Programm (der CAMEX besitzt 128 Kanäle, wohingegen das ADC-Programm von 132 ausgeht). Dies ist jedoch nicht weiter von Bedeutung, da der nächste im Teststand betriebene CAMEX 132 Kanäle besitzen wird.

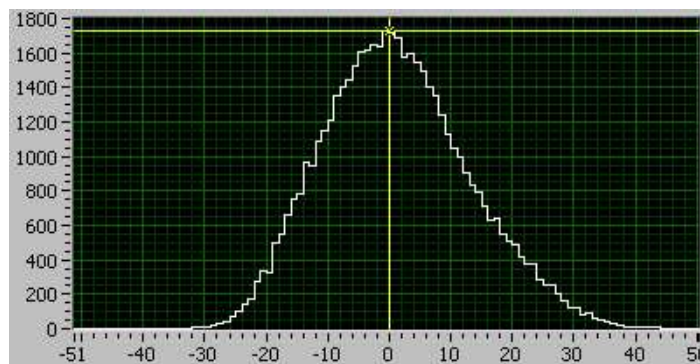


Abbildung 7.4: Die Noise-Map, sie gibt die Abweichung der Pixel vom Mittelwert an. In *x-Richtung* aufgetragen sind die ADUs und auf der *y-Achse* die Häufigkeit.

Nach Berechnung der Offset-Map wurde noch die Noise-Map berechnet, deren Histogramm ist in Abbildung 7.4 wiedergegeben. Gut ist hierbei die gaußförmige Kurve zu erkennen, welche

die Abweichung der einzelnen Pixel vom Mittelwert der Offset-Map angibt.

Mit Hilfe des Programms *View* kann schließlich das vollständige CCD betrachtet werden. Dabei können gezielt einzelne Bereiche herausvergrößert werden.

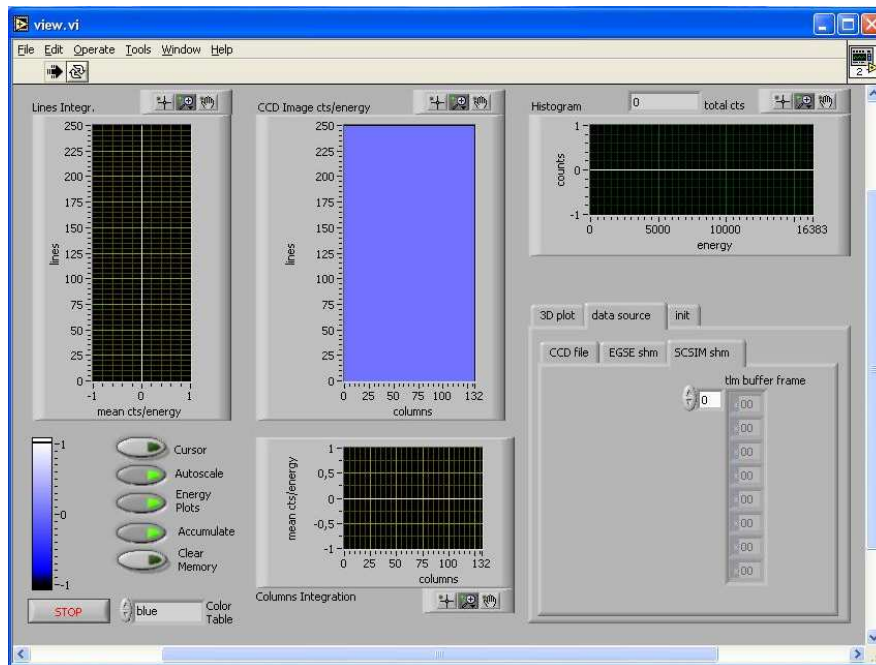


Abbildung 7.5: Das View-Fenster, in dem das CCD in Echtzeit dargestellt wird.

Tabelle 7.1: Befehle zur Komandierung der EGSE Software, das 'xx' steht für den Wert, auf den die entsprechende Spannung eingestellt werden soll.

Befehl	Spannungsname	Aktion	Spannungsbereich
CP456Axx	PHI 456	Einstellen der Amplitude	0V - 12V
CP123Axx	PHI 123	Einstellen der Amplitude	0V - 12V
CAMOSLxx	AMOS LOW LEVEL	Einstellen des LOW LEVEL	-25V - 0V
CAMOSHxx	AMOS HIGH LEVEL	Einstellen des HIGH LEVEL	-25V - 0V
CRFGLPxx	RFGA LOW	Setzen des positiven LEVEL	-12V - 12V
CRFGLHxx	RFGA LOW	Setzen des negstiven LEVEL	-12V - 12V
CP456Oxx	PHI 456	Einstellen des Offsets	-20V - 0V
CP123Oxx	PHI 123	Einstellen des Offsets	-20V - 0V
CINJLOxx	INJ LOW Level	Einstellen des LOW LEVEL	0V - 12V
CINJHIxx	INJ HIGH Level	Einstellen des HIGH LEVEL	-12V - 0V
CUMOSNxx	MOS	Setzen des negativen LEVEL	-15V - 0V
CUMOSPxx	MOS	Setzen des positiven LEVEL	0V - 15V
CRFGHPxx	RFGA HIGH	Setzen des positiven LEVEL	-12V - 12V
CRFGHNxx	RFGA HIGH	Setzen des negativen LEVEL	-12V - 12V
CUVBSTxx	VBST	Einstellen des LEVEL	-9V - 0V
CUGRNGxx	VBST	Einstellen des LEVEL	-9V - 0V
CFFDRON	FFDR	Einschalten	
CCMXON	CAMEX	Einschalten	
CVSSSON	VSSS	Einschalten	
CVSSLON	VSSL	Einschalten	
CMULTONx	Multichange	Einschalten	
CFFDROFF	FFDR	Ausschalten	
CCMXOFF	CAMEX	Ausschalten	
CVSSSOFF	VSSS	Ausschalten	
CVSSLOFF	VSSL	Ausschalten	
CMULTOFx	Multichange	Ausschalten	
CMULTSETx	Multichange	Anschalten / Ausschalten	
CALLOFF	switches	Alle Ausschalten	
ECALC		Berechnen der Offset-Map	
ECALCMED		Berechnen der mediankorrigierten Offset-Map	
ENOISE		Berechnen der Noise-Map	
EOFFSLxx		Anzahl der Schleifen zur Offset-Berechnung	

Kapitel 8

Zusammenfassung und Ausblick

Im Rahmen der Diplomarbeit wurde ein Teststand für das neue Frame-Store pn-CCD aufgebaut. Sobald ein CCD zur Verfügung steht, kann dieses eingebaut und damit erste Messungen vorgenommen werden. Dazu ist es aufgrund von Verzögerungen im Zuge dieser Diplomarbeit leider nicht mehr gekommen.

In der vorliegenden Arbeit wurde häufig auf das geplante DUO-Satelliten-Projekt Bezug genommen. Kurz vor Beendigung der Arbeit hat die NASA jedoch bedauerlicherweise bekannt gegeben, dass diese Mission nicht ausgewählt wurde. Dies ist aber im Hinblick auf das FS pn-CCD nicht weiter von Bedeutung, das CCD wird auch bei anderen Missionen Verwendung finden und am MPE in München bis zum Ingenieur-Modell der Kamera weiterentwickelt. Eine mögliche Mission, bei der die Kamera mitfliegen könnte, ist die ROSITA-Mission¹. Hierbei wird es sich um die erste komplette Himmelsdurchmusterung im mittleren Energiebereich der Röntgenstrahlung (0,5 keV - 10 keV) handeln. Laut ursprünglicher Planung sollte die Kamera dabei am Columbus-Modul der ISS² befestigt werden, um auf einen Satelliten verzichten zu können. Aufgrund der starken 'Verdreckung' in der Nähe der Raumstation hat sich ein sinnvoller Messbetrieb als unmöglich herausgestellt, es ist darum momentan wieder ein Satellitenflug im Gespräch.

Der zweite Teil der Arbeit befasst sich mit dem Test des DSP-Programms, welches zukünftig zur Datenreduktion an Bord des Satelliten dient. Dazu wurde die Software unter anderem so angepasst, dass sie FITS-Files einliest und diese auf einem Linux-PC weiterverarbeitet.

Die Tests mit simulierten MIPs und Split-Pattern sind hierbei sehr vielversprechend verlaufen. Auch der Test mit einem Datensatz vom MPE aus München wurde von dem Programm nach einigen Modifikationen so bearbeitet, dass die Ergebnisse der Originalauswertung entsprachen. Die genauen Veränderungen sind im Quellcode des DSP-Programms erklärt und wurden der Übersichtlichkeit halber nicht in dieser Diplomarbeit dargestellt.

Sobald das entsprechende DSP-Board fertiggestellt ist, werden weitere Zeitanalysen und Tests beim Betrieb des Programms mit dem DSP vorgenommen werden. Des Weiteren muss das Board in den Testaufbau integriert werden, um auch Tests mit Real-Time-Daten vom CCD vornehmen zu können. In diesem Zuge ist dann auch zu klären, in wie weit es erforderlich ist, sogenannte Event-Spuren zu erkennen und gegebenenfalls zu löschen. Dies ist abhängig von der Häufigkeit ihres Auftretens, bei geringem Erscheinen ist auch die Verarbeitung am Boden

¹ROSITA - ROentgen Survey with an Imaging Telescope Array

²International Space Station

möglich.

In dieser Arbeit wurden die ersten Schritte zum Aufbau einer Testumgebung getan, die nahtlos in einer weiteren Diplomarbeit fortgeführt werden könnten. Immer mit dem Ziel vor Augen, am Ende neue Erkenntnisse zu erhalten, die den Aufbau unseres Universums besser erklären, wodurch uns hoffentlich eines Tages klar werden wird, worum es sich bei der Dunklen Energie und der Dunklen Materie wirklich handelt.

Literaturverzeichnis

- [Ashenden (2001)] Peter J. Ashenden, The Designers Guide to VHDL, Morgan Kaufmann 2001
- [Biehler (1996)] Biehler Edgar, Analyse spezieller Effekte beim Auslesen der pn-CCD-Detektoren für die Röntgensatelliten XMM und ABRIXAS, Diplomarbeit am IAAT 1996
- [Brutscher (1995)] Brutscher Roland, Messung von kosmischen Myonen mit einem pn-CCD für den Satelliten XMM, Diplomarbeit am IAAT 1995
- [Colli M. (1997)] Colli Michael, Simulation des pn-CCDs der Röntgensatelliten ABRIXAS und XMM, Diplomarbeit am IAAT 1997
- [Doblinger (2000)] Doblinger Gerhard, Signalprozessoren; Architektur Algorithmen Anwendungen, J. Schlembach Fachverlag (2000)
- [Griffiths et al.(2004)] ,Griffiths, Richard et al., DUO - the dark Universe Observatory, Proceedings of the SPIE, Volume 5488, (2004)
- [Hartmann, Robert et al.(2000)] Hartmann, Robert et al., High-speed frame store CCD for use in optical and near-infrared astronomy, Proc. SPIE Vol. 4007, p. 493-499, Adaptive Optical Systems Technology, Peter L. Wizinowich; Ed. (07/2000)
- [Knoll G. F., (2000)] Knoll G. F., 2000, Radiation Detection and Measurement, JohnWiley & Sons (New York, Chichester, Weinheim, Brisbane, Toronto, Singapore), 3rd edition
- [Kuster (1997)] Kuster Markus, Untersuchung spezieller Eigenschaften des pn-CCD Arrays für die Röntgensatelliten XMM und ABRIXAS, Diplomarbeit am IAAT 1997
- [Martin (2004)] Martin Michael, Eigenschaften von Detektoren für den schnellen Auslesekanal auf XEUS, Diplomarbeit am IAAT 2004
- [Martini (1993)] Martini Richard, Aufbau eines Messplatzes zur Kalibrierung der integrierten Ausleseeinheit CAMEX64 für Röntgen-CCDs, Diplomarbeit am IAAT 1993
- [Meidinger et al.(2003)] Meidinger, N. et al., Frame store PN-CCD detector for the ROSITA mission, Proceedings of the SPIE, Volume 4851, pp. 1040-1047 (2003).
- [Meidinger et al.(2004)] Meidinger, N. et al., Frame store PN-CCD detector for space applications, Proceedings of the SPIE, Volume 5165, pp. 26-36 (2004).
- [Meidinger et al.(2003)] Meidinger, N. et al., First measurements with a frame store PN-CCD X-ray detector

- [Raidt (1991)] Raidt Urban, Split Events und ihr Einfluß auf pn CCD Energiespektren, Diplomarbeit am IAAT 1991
- [Ruttkowski (2002)] Ruttkowski Eike, Auslese aktiver Pixelsensoren, Diplomarbeit am Halbleiterlabor MPE München 2002
- [Schanz, Tenzer (2004)] Thomas Schanz und Christoph Tenzer, Hardware Synthese mit VHDL, IAAT 2004

Danksagung

Bedanken möchte ich mich bei allen, die zum Gelingen dieser Arbeit beigetragen haben, ob in Form hilfreicher Tipps, guter Ratschläge, praktischer Hilfe beim Aufbau des Teststands oder einfach nur durch ein aufmunterndes Gespräch.

Mein besonderer Dank gilt dabei:

- THOMAS SCHANZ, der für jede Frage ein offenes Ohr hatte und in unermüdlichen Diskussionen mir immer wieder zur Lösung von Problemen verhalf, wenn sie auch noch so verzwickelt waren. Vor allem das Bewusstmachen, dass es nicht nur 'ein' Betriebssystem für Computer gibt, werde ich ihm nie vergessen!
- PROF. DR. R. STAUBERT für die Vergabe des Themas und die Korrektur dieser Arbeit.
- DR. E. KENDZIORRA für die ausgezeichnete Betreuung während meiner Arbeit am IAAT und dafür, dass er sich immer die Zeit genommen hat, meine Fragen ausführlich zu beantworten.
- CHRISTOPH TENZER, meinem zeitweiligen Büromitbewohner, für die netten Gespräche bei einer Tasse Tee und die kleinen, aber umso trickreicheren Rätselaufgaben, die er dabei immer wieder stellte.
- S. VETTER, der jederzeit voller Engagement bemüht war, mir zu helfen und mit seiner Arbeit zum Aufbau des Teststandes beizutragen.
- W. GÄBELE, K. LEHMANN und S. RENNER, also dem Werkstattteam, für die präzise Anfertigung der Spezialteile des Teststandes und das große Engagement, das sie dabei zeigten.
- STEFANIE DOLDINGER für das ausführliche Korrekturlesen dieser Arbeit.