

Analyse von Sternentstehungs- vergangenheiten in Galaxien

Ein methodischer Vergleich am Beispiel der LMC

Diplomarbeit

vorgelegt von

Thomas Lilly

aus

Bonn

angefertigt an der Universitäts-Sternwarte
der Georg-August-Universität zu Göttingen

2002

Inhaltsverzeichnis

1	Einleitung	5
2	Modellbeschreibung	9
2.1	Das Evolutions-synthesemodell GALEV	9
2.1.1	Grundannahmen und Gleichungen	9
2.1.2	Sternentstehungsrate und Stellare Anfangsmassenfunktion	12
2.1.3	Isochronen	13
2.1.4	Spektren und Farben	13
2.2	Farben-Helligkeits-Diagramme mit GALEV	14
3	SFHs im integrierten Licht	17
3.1	Farben	19
3.2	Spektren	25
3.2.1	Kontinuumsverlauf	25
3.2.2	Spektrallinien	30
3.3	Fazit	33
4	SFHs im Farben-Helligkeits-Diagramm	37
4.1	CMDs und Isochronen	38
4.2	Sternentstehungsszenarien im CMD	46
4.3	Fazit	60
5	Die SFH eines Sternfeldes in der LMC	63

5.1	Die Große Magellansche Wolke	63
5.2	Die SFH des LMC-Feldes im integrierten Licht	65
5.2.1	Fazit	78
5.3	Die SFH des LMC-Feldes aus einer CMD-Analyse	80
5.3.1	Die SFH von Smecker-Hane et al. im CMD	80
5.3.2	Die SFH von Smecker-Hane et al. im integrierten Licht	85
5.3.3	Fazit	87
6	Zusammenfassung und Diskussion	89
7	Ausblick	95
	Abbildungsverzeichnis	97
	Literaturverzeichnis	98
	Danksagung	103

Kapitel 1

Einleitung

Diese Arbeit ist eingebettet in eine internationale Kollaboration, deren Ziel es ist, unterschiedliche Methoden zur Analyse von Sternentstehungsvergangenheiten zu testen und zu vergleichen.

Diese Methoden lassen sich in zwei große Gruppen einteilen: Zum Einen handelt es sich um Evolutions- sowie Populationssynthesemethoden, welche das integrierte Licht (Farben und Spektren) einer Galaxie benutzen, um zu vielfältigen Aussagen über ihre Entstehungsgeschichte zu gelangen. Bei fast allen Galaxien ist dies die einzige Informationsquelle, die zur Verfügung steht; dementsprechend weitreichende Bedeutung hat ein Test bzw. Vergleich dieser Methoden. Zum Anderen handelt es sich um die Analyse aufgelöster Sternpopulationen mittels Farben-Helligkeits-Diagrammen (CMDs); dieses Werkzeug wird allgemein als verlässlichste Methode zur Rekonstruktion der Entstehungsgeschichte einer Galaxie angesehen, ist aber nur bei sehr nahen Galaxien bzw. Sternfeldern möglich, in denen eine räumliche Auflösung in Einzelsterne noch gegeben ist und auch nur für solche Bereiche der Galaxie, in denen Crowding keine Rolle spielt.

Als Untersuchungsobjekt wurde, speziell für dieses Projekt, im Dezember 2000 mit dem 3.6m ESO Teleskop auf LaSilla das integrierte Spektrum eines nur $2.5' \times 5'$ großen Feldes im Balken der Großen Magellanschen Wolke aufgenommen. Dieses Feld erfasst nur einen sehr kleinen Teil des Balkens; seine Größe entspricht jedoch ziemlich genau dem Sichtfeld der *Hubble Space Telescope* WFPC2 Kamera, von der bereits Aufnahmen der aufgelösten Sternpopulation dieses Feldes vorlagen.

Als uns am nächsten gelegene Nachbargalaxie ist die LMC für ein solches

Projekt sehr gut geeignet, da hier alle Methoden zur Rekonstruktion der Sternentstehungsgeschichte einer Galaxie angewandt werden können. Ein systematischer Vergleich der genannten Methoden anhand des *gleichen* Untersuchungsobjektes stellt dann einen entscheidenden Schlüssel-Test für die Leistungsfähigkeit sowie Vor- und Nachteile all dieser Methoden dar.

Im Rahmen des Projektes werden hierbei zunächst die Ergebnisse der CMD-Analyse des Feldes als verlässlich angesehen. Ziel des Projektes ist also vor allem eine Untersuchung der Möglichkeiten und Grenzen derjenigen Methoden, welche zur Analyse integriertes Licht benutzen; die Ergebnisse der CMD-Methode stellen sozusagen die Messlatte dar, an der die Ergebnisse der übrigen Methoden gemessen werden.

In dieser Arbeit hingegen wird zusätzlich die *theoretisch mögliche Zeitauflösung und Rückblickzeit in Abhängigkeit verschiedener Szenarien der Sternentstehungsgeschichte* nicht nur in Hinblick auf Farben und Spektren integrierten Lichts, sondern auch in Hinblick auf die Auswertungsmöglichkeiten von CMDs, also aufgelöster Sternpopulationen, untersucht. Mit dieser Erweiterung unseres Projektbeitrags sowie der Allgemeinheit der Fragestellung geht diese Arbeit deutlich über den ursprünglichen Rahmen der skizzierten Kollaboration hinaus (eine Zusammenfassung der Zielsetzung und weiteren Planung des Projektes, beteiligte Gruppen sowie Details zur Aufnahme des Feldes können [AGF⁺02] entnommen werden; siehe auch Kap. 5 dieser Arbeit).

Die völlig neue Möglichkeit, im Rahmen unseres Evolutionssyntheseprogrammes CMDs erstellen zu können, wurde eigens für diese Arbeit entwickelt und programmiert. Es steht damit ein Werkzeug zur Verfügung, welches es erlaubt, CMDs in beliebigen Bandkombinationen, für jede denkbare Sternentstehungsgeschichte und zu jedem Entwicklungszeitpunkt einer Galaxie zu erstellen.

Durch die bruchlose Integration dieses Werkzeugs in unseren Evolutionssynthesecode stehen zudem sämtliche Features und Anwendungsmöglichkeiten dieses bewährten Modells zur Verfügung. So ist es zum Beispiel ohne weiteres möglich, wenn auch in dieser Arbeit nicht durchgeführt, die Entwicklung von CMDs im Rahmen chemisch konsistenter Rechnungen zu untersuchen.

Die Leitfrage meiner Arbeit lautet also, wie lange und wie genau sich verschiedene Sternentstehungsgeschichten unter Benutzung von Spektren und Farben integrierten Lichts einerseits, sowie CMDs aufgelöster Sternpopula-

tionen andererseits unterscheiden lassen.

Es wurden hierbei bewußt nur Einflüsse der Variation der Sternentstehungsrate auf die spektrophotometrischen Eigenschaften der Galaxie bzw. ihrer Sternpopulation berücksichtigt; etwaige Einflüsse der Variation bzw. Entwicklung von beispielsweise Metallizität oder IMF wurden in die Untersuchung nicht mit einbezogen.

In Kap. 2 wird zunächst das Evolutionssynthesemodell GALEV sowie die neuentwickelte Methode zur Simulation von CMDs beschrieben. In Kap. 3 wird dann relativ ausführlich die Unterscheidbarkeit unterschiedlicher Szenarien der Sternentstehung mittels Farben und Spektren integrierten Lichts untersucht. Kap. 4 beschäftigt sich zunächst allgemein mit den speziellen Eigenschaften von CMDs; anschließend werden erste Ergebnisse und Schlussfolgerungen im Hinblick auf die Leistungsfähigkeit von CMDs in Abhängigkeit der benutzten Band/Farbkombination sowie der Rückblickzeit präsentiert. In Kap. 5 schließlich werden die Ergebnisse der letzten beiden Kapitel am Beispiel des untersuchten Sternfeldes in der LMC erweitert und Schlüsse über die Sternentstehungsgeschichte des Feldes gezogen. Kap. 6 fasst die Hauptergebnisse der Arbeit zusammen. In Kap. 7 wird auf offene Fragen, zukünftige Forschungsvorhaben und den geplanten Fortgang des oben skizzierten Projektes eingegangen.

Kapitel 2

Modellbeschreibung

2.1 Das Evolutions-synthesemodell GALEV

In diesem Kapitel soll die Arbeitsweise des verwendeten Evolutionssynthesecodes GALEV beschrieben werden. Da in dieser Arbeit stets mit konstanter Metallizität gearbeitet wird, werden wir dabei auf eine Beschreibung chemisch konsistenter Rechnungen verzichten. Ferner sind kosmologische Korrekturen nicht berücksichtigt. Für eine ausführliche Darstellung dieser Programmmöglichkeiten sei auf [Sch01] sowie [SAMF02] verwiesen.

2.1.1 Grundannahmen und Gleichungen

Das Modell beschreibt die spektrophotometrische Entwicklung des integrierten Lichtes großer Sternpopulationen wie Galaxien oder Sternhaufen. Sie werden dabei jeweils als eine große Population betrachtet (1-Zonen-Modell); die dynamische Entwicklung wird hierbei völlig außer Acht gelassen.

Grundlage des Modells sind Gleichungen, die auf B. M. Tinsley zurückgehen und die globale Bilanz von Sternen und Gas beschreiben (vergl. [Tin80]):

$$\frac{dM_{tot}}{dt} = f(t) \quad (2.1)$$

$$\frac{dM_S}{dt} = \psi(t) - E(t) \quad (2.2)$$

$$\frac{dM_G}{dt} = -\psi(t) + E(t) + f(t) \quad (2.3)$$

Hierbei ist M_{tot} die Gesamtmasse, M_S die hiervon in Sternen gebundene Masse und M_G die Masse des nicht in Sternen gebundenen Gases (das inter-

stellare Medium). $f(t)$ beschreibt den Massenein- oder ausstrom; da wir von einem *closed box* Modell ausgehen, gilt stets

$$f(t) = \frac{dM_{tot}}{dt} = 0. \quad (2.4)$$

Die Sternentstehungsrate (Star Formation Rate, SFR) $\psi(t)$ beschreibt, wieviel der vorhandenen Gasmasse pro Zeitschritt in Sterne umgewandelt wird; sie wird angegeben in M_{\odot}/Jahr .

Die Ejektionsrate $E(t)$ schließlich gibt an, welchen Anteil ihrer Ursprungsmasse die Sternpopulationen im Laufe ihres Lebens wieder an das interstellare Medium, aus dem die Sterne gebildet werden, zurückgeben.

Mit $\phi(m)$ = stellare Anfangsmassenfunktion (IMF, s.u.), τ_m = Lebensdauer eines Sternes der Masse m , m_u = obere Massengrenze (upper mass limit) der IMF und m_t = Turn-off Masse (d.h. diejenige Masse, für die τ_m gleich t ist) berechnet sie sich für jeden Zeitschritt t gemäß

$$E(t) = \int_{m_t}^{m_u} m \cdot P(m) \cdot \psi(t - \tau_m) \cdot \phi(m) \cdot dm. \quad (2.5)$$

wobei

$$P(m) = \frac{m - m_{rem}}{m} \quad (2.6)$$

die stellaren Yields sind. Letztere geben an, welchen Bruchteil ihrer Masse einzelne Sterne wieder an das interstellare Medium zurückgeben; m_{rem} ist hierbei die Masse des kompakten Endproduktes der Sternentwicklung.

Die Tinsley-Gleichungen 2.1, 2.2 und 2.3 werden während der Simulation zu jedem Zeitschritt direkt integriert.

Als freie Parameter gehen in das Modell neben der SFR $\psi(t)$ noch ein die stellare Anfangsmassenfunktion (IMF) $\phi(m)$, welche den Anteil von Sternen bestimmter Anfangsmasse an der jeweils neugebildeten Population bestimmt (siehe Kapitel 2.1.2), sowie die Metallizität Z . Letztere ist definiert über

$$Z := \frac{M_{Fe}}{M_H}, \quad (2.7)$$

wobei M_{Fe} der Massenanteil von Eisen (oft wird stattdessen angenommen: aller Elemente schwerer als Helium) und M_H der Massenanteil des Wasserstoffs im Gas ist. Mit N_{Fe} = Anzahldichte der Eisenatome bzw. N_H =

Anzahldichte der Wasserstoffatome im Gas lautet ein anderer Ausdruck für die Metallizität:

$$[Fe/H] := \log \frac{N_{Fe}/N_H}{(N_{Fe}/N_H)_\odot}. \quad (2.8)$$

Neben diesen freien Parametern muss als Input-Physik dem Programm zum Einen die Ejektionsrate vorgegeben werden (in Form der Remnantmassen), sowie zum Anderen ein Datensatz, welcher für Sterne bestimmten Alters, bestimmter Metallizität und bestimmter Ausgangsmasse jeweils die interessierenden Daten wie Leuchtkräfte, Farben oder Spektren gibt. Die in vorliegender Arbeit benutzte Programmversion benutzt hierfür theoretische Isochronen (siehe Kapitel 2.1.3) und Modellatmosphären-Spektren (siehe Kapitel 2.1.4).

Zu jedem Zeitschritt wird dann die Zusammensetzung der Sternpopulation berechnet und die den jeweiligen Sternzuständen zugehörigen Daten wie Leuchtkräfte, Farben oder Spektren entsprechend gewichtet aufaddiert. Hierfür wird jeder Isochrone eine bestimmte Wichtungszahl zugeordnet, die sich nach der Zahl der im jeweiligen Zeitschritt vorhandenen Sterne bestimmten Alters und bestimmter Metallizität richtet; sie berechnet sich gemäß

$$Par_i(Z) = \int_0^t Par_i(t - t_a, Z(t)) \cdot SFR(t_a) \cdot dt_a, \quad (2.9)$$

wobei

$$Par_i(t, Z) = \int_0^\infty Par(t, Z, m) \cdot \phi(m) \cdot dm. \quad (2.10)$$

Hierbei bezeichnet t das betrachtete Galaxienalter, t_a das Galaxienalter, in dem die entsprechende Sternpopulation gebildet wurde, und $Par(t, Z, m)$ die jeweils interessierende Größe wie z.B. die Leuchtkraft in einem bestimmten Band, die vom Programm dann aus den Isochronenfiles eingelesen wird; sollen auch Spektren gerechnet werden, so wird den Isochronendaten jeweils ein passendes Spektrum zugeordnet, welches dann genau wie diese als $Par(t, Z, m)$ gemäß obiger Gleichungen behandelt wird.

$Z(t)$ in Gleichung 2.9 ist bei Annahme konstanter Metallizität natürlich eine Konstante.

2.1.2 Sternentstehungsrate und Stellare Anfangsmassenfunktion

Der Programmcode wurde eigens für die Zwecke vorliegender Arbeit so eingerichtet, dass beim Start beliebige Sternentstehungsgeschichten eingelesen werden können. Hierbei bleibt die SFR solange konstant, bis der Zeitschritt, zu dem die nächste Änderung stattfinden soll, erreicht ist.

In den Kapiteln 3 und 4 wurden auf diese Weise einfache Rechteckfunktionen eingelesen; in Kap. 5 war es mit dieser Funktionalität auf sehr einfache Art möglich, eine relativ komplexe Sternentstehungsgeschichte zu reproduzieren.

Die stellare Anfangsmassenfunktion (Initial Mass Function, IMF), die die Massenverteilung der neugebildeten Sterne angibt, ist mit der SFR der wichtigste freie Parameter des Modells. Um so unbefriedigender ist es, dass ihr genauer Verlauf nicht aus „first principles“ abgeleitet werden kann und auch ihre Universalität keineswegs als gesichert gilt; empirisch betätigen sich jedoch immer wieder Verläufe, die einem Potenzgesetz der Form

$$\phi(m) \cdot dm \propto m^{-(1+x)} \cdot dm \quad (2.11)$$

sehr nahe kommen.

Für x werden je nach verwendetem Gesetz verschiedene Werte angenommen. Scalo nimmt in [Sca86] einen dreiteiligen Verlauf an:

$$x_1 = 0.25 \quad \text{für} \quad m_l \leq m < 1, \quad (2.12)$$

$$x_2 = 1.35 \quad \text{für} \quad 1 \leq m < 2, \quad (2.13)$$

$$x_3 = 2.00 \quad \text{für} \quad 2 \leq m \leq m_u. \quad (2.14)$$

m_l und m_u geben hierbei die untere bzw. obere Massengrenze an (zur Massengrenze vergl. Kap. 2.1.3).

Nach Salpeter ([Sal55]) gilt für alle Massenbereiche:

$$x = 1.35 \quad (2.15)$$

In vorliegender Arbeit wurde für die IMF stets der Salpeter-Verlauf benutzt.

Die IMF ist normiert gemäß

$$\int_{m_l}^{m_u} \phi(m) \cdot m \cdot dm = 0.5 \text{ (FVM)}. \quad (2.16)$$

Z	Y
0.0004	0.23
0.004	0.24
0.008	0.25
0.02	0.28
0.05	0.252

Tab. 2.1: *Verfügbare Metallizitäten der verwendeten Isochronen mit dazugehörigem Heliumgehalt.*

Die FVM (Fraction of Visible Mass) gibt hierbei den Anteil der leuchtenden an der gesamten stellaren Materie an, d.h. den Anteil der stellaren Masse, der nicht in braunen Zwergen oder Planeten gebunden ist; für vorliegende Arbeit ist der genaue Wert, der im wesentlichen das Masse-Leuchtkraft-Verhältnis beeinflusst, bedeutungslos.

2.1.3 Isochronen

Isochronen beschreiben Orte im Herzprung-Russell-Diagramm gleichen Sternalters und gleicher Metallizität, aber variabler Masse. Unser Modell verwendet die in [BBC⁺94] veröffentlichten und später um die TP-AGB Phase ergänzten theoretischen Isochronen der Padua-Gruppe.

Der Datensatz besteht aus 5 Metallizitäten Z mit jeweils dazugehörigen Heliumgehalten Y (siehe Tab. 2.1) zu jeweils 50 verschiedenen Zeiten von $\log \text{age}$ (in Jahren) = 6.6 bis $\log \text{age}$ (in Jahren) = 10.3. Der Massenbereich geht, je nach Alter und Metallizität der Isochrone, von 0.15 bis höchstens etwa $70 M_{\odot}$.

Zu jeder verfügbaren Masse liefert die Isochrone jeweils $\log(T_{eff})$, $\log(L_{bol})$, die Anfangsmasse, sowie Helligkeiten und Farben in den Filtersystemen von Buser & Kurucz 1978 ([BK78]) für U, B, V, von Cousins (siehe [Bes90]) für R und I, sowie von Bessel & Brett 1988 ([BB88]) für J, H, K.

2.1.4 Spektren und Farben

Unser Modell verwendet die Spektrenbibliothek von Lejeune et al. ([LCB97] und [LCB98]).

Der Datensatz besteht aus Spektren mit Metallizitäten $[\text{Fe}/\text{H}]$ von -5.0 bis +1.0, entsprechend $Z = 0.0000002$ bis 0.2; sie überdecken also einen wesent-

lich größeren Bereich als benötigt. Für die in den Isochronen verfügbaren Metallizitäten von $Z = 0.0004$, $Z = 0.004$ und $Z = 0.008$ sind keine Spektren mit exakt diesen Werten vorhanden. Da die Abweichung zur nächsten verfügbaren Metallizität jedoch sehr klein ist (weniger als 0.2 in $[\text{Fe}/\text{H}]$), konnte in diesen Fällen linear interpoliert werden.

Der Wellenlängenbereich reicht in 1221 Schritten von 90.9 Å bis 160 μm . Hierbei nimmt die Auflösung zu hohen Wellenlängen hin deutlich ab; im optischen Spektralbereich beträgt sie 10 Å.

Für weitere Informationen zur Implementierung der Spektren in den Code sei auf die ausführlichere Darstellung in [Sch01] verwiesen.

Unser Evolutionssynthesecode bietet die Möglichkeit, als Alternative zu den in den Isochronen enthaltenen Bändern und Farben diese nach einem Programmdurchlauf direkt aus den simulierten Spektren zu berechnen. Dies erhöht die Zahl der verfügbaren Bänder beträchtlich, und man erhält volle Kontrolle über die verwendete Filterfunktion.

Von dieser Möglichkeit wurde in vorliegender Arbeit Gebrauch gemacht. Dabei wurde von den implementierten Bändern Johnson U B V R I (E. Lamlam in [AAB⁺82, Kap. 4.2, S. 35-90]), das NIR Band K ([BB88]), sowie die *HST* Filter F439W, F555W und F675W benutzt (letztere sind in Abb. 5.2 auf Seite 67 dargestellt).

2.2 Farben-Helligkeits-Diagramme mit GALEV

Das Farben-Helligkeits-Diagramm (Color Magnitude Diagram, CMD) einer Galaxie lässt sich verstehen als komplexe Überlagerung von Isochronen. Die Möglichkeit, im Rahmen unseres Evolutionssynthesecodes CMDs erstellen zu können, wurde für diese Arbeit völlig neu entwickelt und programmiert.

Die Simulation eines CMDs erfolgt in zwei Schritten. Zunächst werden die im Hauptprogramm gemäß Formel 2.9 errechneten Wichtungszahlen zu jedem Zeitschritt und für alle in diesem Zeitschritt benutzten Isochronen in eine Datei geschrieben. In einem zweiten Schritt werden dann diese Informationen in einem eigenen Programm weiterverarbeitet.

In diesem zweiten Schritt wird zunächst jeder (einer ganz bestimmten Masse entsprechende) Datensatz jeder Isochrone mit der Wichtungszahl der Gesam-

tisochrone versehen; die einzelnen Datensätze werden dann mittels des IMF nochmals gewichtet. Die resultierenden Wichtungszahlen werden anschließend für jeden Datensatz, der ja jeweils einem ganz bestimmten Sternzustand und damit Ort im CMD entspricht, direkt in Besetzungszahlen dieses Ortes umgesetzt.

Mittels eines „künstlichen Messfehlers“, der beliebig vorgegeben und z.B. leuchtkraftabhängig gewählt werden kann, wird schließlich für jeden Sternzustand durch zufallsgenerierte Streuung um die diesem Zustand entsprechenden Werte von Leuchtkraft und Farbe in den gewünschten Bändern eine der jeweiligen Besetzungszahl entsprechende Menge an CMD-Punkten erzeugt. Die Streuung erfolgt gaußförmig, wobei der angenommene Messfehler als 1σ - Wert der Streuung benutzt wird.

Die Streuung muss dabei so groß gewählt sein, dass sich die 1σ - Bereiche benachbarter Datenpunkte möglichst überlappen, da im resultierenden CMD sonst einzelne Isochronen und Datenpunkte erkennbar werden (vergl. hierzu die Diskussion in Kap. 4.1, S. 39).

Es steht damit ein Tool zur Verfügung, welches es erlaubt, CMDs in beliebigen Bandkombinationen, für jede denkbare Sternentstehungsgeschichte und zu jedem Entwicklungszeitpunkt der Galaxie zu erstellen und damit unter anderem auch die zeitliche Entwicklung ganzer CMDs bzw. einzelner Features in bestimmten CMDs für beliebig vorgebbare SFHs zu studieren.

Dadurch, dass die Wichtungszahlen der Isochronen direkt aus dem Hauptprogramm entnommen werden, stehen zudem sämtliche Anwendungsmöglichkeiten des Evolutionssynthesecodes zur Verfügung. Beispielsweise ist auch bei chemisch konsistenter Rechnung eine Umsetzung der Ergebnisse in CMDs möglich.

Kapitel 3

Zeitliche Auflösung von Sternentstehungsvergangenheiten im integrierten Licht

Wir wollen im Folgenden davon ausgehen, dass die Genauigkeit integrierter Farbmessungen im Allgemeinen nur 0.1 bis allerhöchstens 0.05 *mag* (Magnituden) beträgt. Es stellt sich dann die Frage, wie lange sich nach Ende des letzten Bursts bzw. der letzten erhöhten Sternentstehungsrate (Star Formation Rate, SFR) im integrierten Licht einer Galaxie noch Unterschiede zwischen verschiedenen Sternentstehungsvergangenheiten (Star Formation Histories, SFHs) ausmachen lassen.

Diese Frage soll im Folgenden anhand der Präsentation verschiedener Modellrechnungen untersucht sowie im Hinblick auf verschiedene Sternentstehungsszenarien präzisiert werden. Hierbei werden wir extreme Sternentstehungsausbrüche außer Acht lassen und uns auf relativ moderate Bursts beschränken (insbesondere fällt in unseren Modellen die SFR nach einem Burst *nicht* auf Null ab). Die Sternentstehungsgeschichten der Modellgalaxien, auch während der Bursts, wurden dabei mittels einfacher Rechteckverläufe der SFR modelliert. Die Berücksichtigung möglichst „realistischer“ Burstverläufe hätte den Vergleich verschiedener Szenarien eher erschwert. Da zudem der genaue Ablauf von Bursts noch nicht zufriedenstellend erforscht und zudem von Galaxie zu Galaxie vermutlich individuell sehr unterschiedlich ist, schien diese Vereinfachung gerechtfertigt (vergl. aber die Bemerkungen zu Abb. 3.2 auf S. 21).

Wir werden uns damit langsam an eine Einschätzung herantasten, welche

Arten von SFHs hinsichtlich der Farben besonders ähnliche Ergebnisse zeigen, und welche vielleicht noch unterscheidbar bleiben (d.h. wir wollen unsere Ergebnisse möglichst *systematisieren*). Dies wird später im Hinblick auf die SFH des untersuchten Feldes der Großen Magellanschen Wolke (LMC) wichtig sein, um verschiedene mögliche Szenarien von weniger wahrscheinlichen abgrenzen zu können.

Um Vergleichbarkeit zu gewährleisten, sind die Sternentstehungsraten der im Folgenden dargestellten Simulationen so gewählt, dass insgesamt immer genau gleich viele Sterne entstehen (d.h. nach Ende der letzten erhöhten Sternentstehungsrate bei 6.4 Gjr^1 gleich viele Sterne entstanden sind).

Dabei kommt es auf Absolutwerte der Sternentstehungsraten nicht an; für die spätere Farbe der Galaxie ist einzig die *Verteilung* der Sternentstehungsrate über den simulierten Zeitraum relevant, also wann welcher Bruchteil der insgesamt entstehenden Sternzahl entsteht. Wenn im Folgenden dennoch Absolutzahlen der SFR angegeben sind, so geschieht dies nur zum Zwecke besserer Vergleichbarkeit der verschiedenen Sternentstehungsgeschichten, da die SFR zwecks besserer Lesbarkeit nicht in allen Plots im selben Maßstab dargestellt wurde.

Die Ausgangsgasmasse der Modellgalaxien wurde so groß gewählt, dass zu jeder Zeit genügend Gas für Sternentstehung zur Verfügung steht ($M_{tot} = 1 \cdot 10^{11} M_{\odot}$); die Galaxie kann also nicht „ausbrennen“. Dies ist sowohl für die Zwecke vorliegender Untersuchung als auch im Hinblick auf die spätere Untersuchung des Spektrums des beobachteten LMC-Feldes sinnvoll, da die LMC heute noch sehr gasreich ist und zudem eventuell Gasaustausch über den Magellanschen Strom stattfindet.

In allen Modellen wurde für die Sterne eine Metallizität von $Z = 0.008$ angenommen, was ungefähr dem Wert der Metallizität für die LMC von $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.30$ entspricht (siehe [LMBG98], zitiert nach [vdB00, Seite 93]). Diese Wahl ist für die Untersuchungen des vorliegenden Kapitels relativ willkürlich, erhöht aber die Konsistenz zu den späteren LMC-Rechnungen (vergl. hierzu auch Kap. 5.1; die Existenz des erwähnten Magellanschen Stroms verbietet eine chemisch konsistente Betrachtung der LMC).

Als stellare Anfangsmassenfunktion (Initial Mass Function, IMF) wurde der Verlauf nach Salpeter gewählt (siehe Modellbeschreibung, Kap. 2.1).

Wir werden uns zunächst auf die evolutionäre Entwicklung der *Farben* beschränken; im Kap. 3.2 werden wir dann untersuchen, ob sich das Zeitfenster,

¹Hier und im Folgenden gilt $Jr := \text{Jahr}$, $Mjr := \text{Megajahr}$, $Gjr := \text{Gigajahr}$

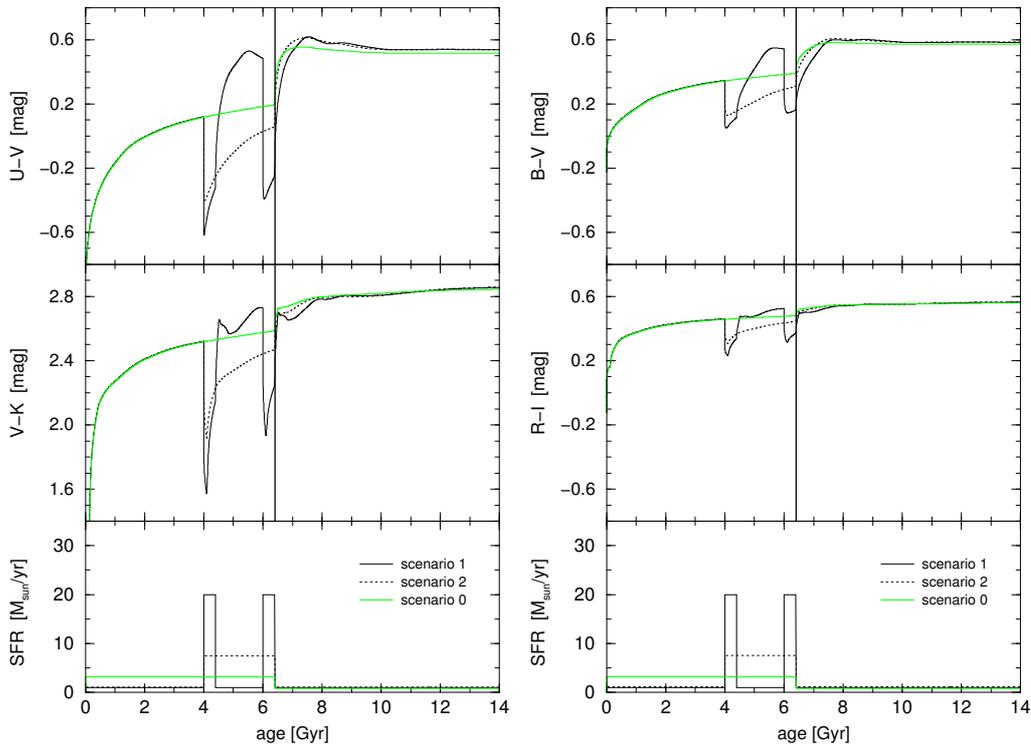


Abb. 3.1: *Photometrischer Vergleich der Szenarien 1, 2 und 0.*

in dem sich verschiedene Szenarien der Sternentstehung noch unterscheiden lassen, durch Hinzunahme der Spektren vergrößern lässt.

3.1 Farben

Zunächst wird dem Szenario 1 zweier verhältnismäßig kurzer Bursts (mit 20facher Stärke der als konstant angesehenen Sternentstehungsgrundrate; Grundrate = $1 M_{\odot}/\text{Jr}$), welche im Abstand von 2 Gyr sich ereignen, das Szenario 2 einer länger andauernden, dafür aber lediglich mäßig erhöhten Sternentstehungsrate (mit ca. 7facher Grundrate) gegenübergestellt. Zusätzlich wird hier wie in allen nachfolgenden Vergleichen auch ein Szenario 0 mit einer nur leicht erhöhten Grundrate (3.4fach) behandelt, welche von Beginn der Galaxievolution bis zum Ende der letzten erhöhten Sternbildungsrate der anderen Szenarien anhält.

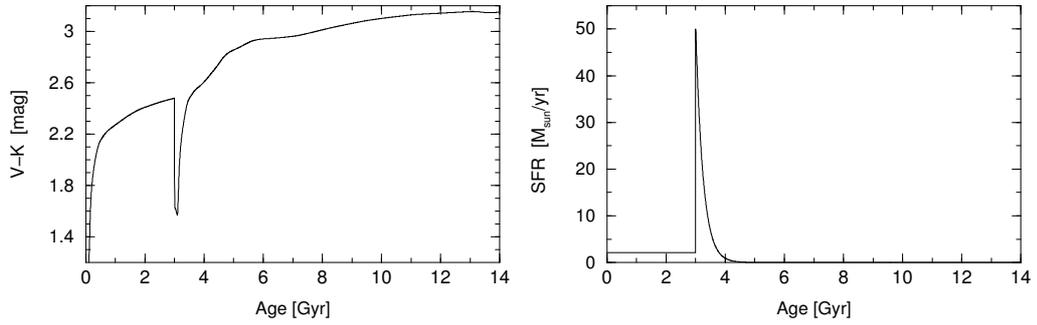


Abb. 3.2: Photometrische Entwicklung eines „realistischen“ Bursts in V-K.

In Abb. 3.1 ist die photometrische Entwicklung dieser Szenarien dargestellt, und zwar in den Farben ultravioletter und visueller bzw. blauer und visueller Bänder U-V und B-V sowie in den Farben nahinfraroter und visueller bzw. nur roter Bänder V-K und R-I. Zwecks erleichterter Auswertung ist am Ende des letzten Bursts bzw. der letzten erhöhten SFR (stets bei 6.4 Gyr) eine senkrechten Linie gezeichnet. Der zeitliche Verlauf der SFR ist im unteren Teil der Abbildung wiedergegeben.

In den Plots ist sehr schön zu erkennen, wie im Burst die Farben sprunghaft blau werden: Plötzlich werden in kurzer Zeit sehr viele neue Sterne gebildet. Gemäß der zu Grunde gelegten IMF ist der Anteil der massearmen und damit kühlen und roten Sterne zwar höher als derjenige der massereichen blauen Sterne, letztere sind jedoch viel heller und bestimmen damit das integrierte Licht der Galaxie. Da die Lebensdauer dieser Sterne aber äußerst gering ist, überwiegen schon kurze Zeit nach Ende des Bursts wieder die roten Sterne, deren zahlenmäßiger Anteil an der Sternpopulation und damit auch ihr Beitrag zum integrierten Licht der Galaxie sich aufgrund ihrer viel längeren Lebensdauer mit der Zeit akkumulieren kann. Dieser Effekt ist auch während der Bursts selber gut zu erkennen. Etwaige photometrische Unterschiede zwischen verschiedenen Sternentstehungsszenarien sind also auf die eher massereichen Sterne zurückzuführen; da ihr Einfluss im Roten gering ist, lassen sich etwa in R-I die verschiedenen Szenarien praktisch unmittelbar nach Wiederherstellung der Grundrate nicht mehr unterscheiden.

Dass eine solche Unterscheidung in V-K theoretisch dennoch möglich ist, liegt daran, dass im Burst gebildete Sterne mittleren Massenbereichs im Alter von etwa 10^8 bis 10^9 Jahren die TP-AGB (Thermal Pulsing Asymptotic Giant

Branch) Phase durchlaufen, während der sie sich im HRD weit rechts oben befinden: sie sind während dieser Zeit für etwa 40-60% des im K-Band ausgestrahlten Lichtes verantwortlich (siehe [Lan99]). Im Plot zeigt sich diese Entwicklungsphase in einem charakteristischen „Schlenker“, dessen Ausprägung von Stärke und Dauer des gerade vollendeten Bursts abhängt (vergl. dazu auch Abb. 3.3 und 3.5; für einen Vergleich mit einem Modell *ohne* Berücksichtigung der TP-AGB Phase siehe [Sch01, Abb. 2.3]). Die Eigenschaften des Bursts lassen sich so in V-K theoretisch über mehr als ein Gigajahr unterscheiden.

Ob dieser Schlenker zu sehen ist, hängt jedoch auch vom genauen Verlauf des Bursts ab: Wie Abb. 3.2 zeigt, ist etwa bei einem über einen gewissen Zeitraum exponentiell abklingenden Burst (Abklingzeit $\tau = 2.5 \cdot 10^8$ Jahre; zum hier verwendeten Burstmodell siehe [Bic01]) der Einfluss der TP-AGB Phase kaum mehr zu erkennen. Im exponentiell abklingenden Burst ist nämlich das TP-AGB Feature durch die, wenn auch mit abnehmender Zahl, nach dem Burstmaximum noch weiter gebildeten roten Überriesen überlagert. Aufgrund der extrem kurzen Lebensdauer dieser sehr massereichen Sterne spielen sie in den abrupt abfallenden Bursts der hier gezeigten Szenarien keine Rolle.

Man sieht also, dass Szenario 1 nach bereits einem Gigajahr praktisch völlig identische Farbcharakteristika aufweist wie Szenario 2; ebensowenig lässt sich Szenario 0 von den bisher genannten unterscheiden, wobei es erwartungsgemäß eine größere Ähnlichkeit zu Szenario 2 aufweist. Wenn Szenario 0 in U-V auch eine über mehrere Gigajahre nachweisbare Farbdifferenz zu den anderen Szenarien zeigt, so bleibt diese doch ohne praktische Bedeutung, da der Farbunterschied von maximal 0.1 *mag* rasch auf nicht mehr messbare Werte abfällt.

Abb. 3.3 demonstriert eindrucksvoll, wie wenig sich aus integrierten Farben vergangene Sternentstehungsereignisse datieren bzw. in ihrem Verlauf bestimmen lassen: Szenario 3, bei dem der erste der beiden Bursts zu Beginn der Galaxienentwicklung stattfindet, lässt sich praktisch *gar nicht* vom bereits betrachteten Szenario 1 unterscheiden, in welchem sich der erste Burst 4 Gjr später ereignet. Das gleiche gilt auch für Szenario 4, in dem die „beiden“ Bursts zu einem fast ein Gigajahr andauernden verschmolzen wurden; die im Plot erkennbare schwache Abweichung ist in praxi nicht messbar.

Das Problem der Datierung erhellt auch Abb. 3.4: Aufgrund der Stärke der dargestellten Bursts ist der Einfluß der roten Riesen in U-V deutlich ausge-

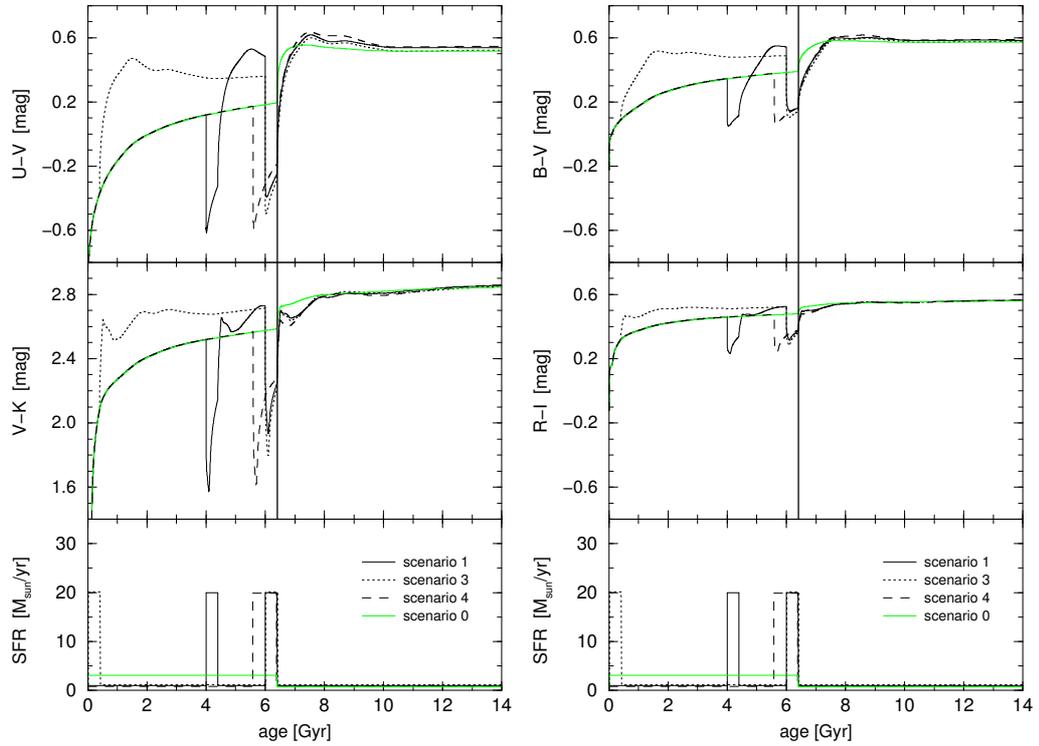


Abb. 3.3: Photometrischer Vergleich der Szenarien 1, 3, 4 und 0.

prägt. Szenario 6 ist in diesem Band während des Zeitraumes von ca. 1 bis $3\frac{1}{2}$ Gyr nach dem Burst um ungefähr $0.1\ mag$ röter als gleichartige Bursts, die mindestens 2 Gyr vorher stattfanden. Dies zeigt sich in U-V besonders stark, weil diese Bandkombination besonders sensitiv für massereiche blaue Sterne ist und der Einfluss der Roten Riesen daher weniger von roten Hauptreihensternen überlagert wird. Aufgrund des besprochenen TP-AGB Schlenkers gibt es im erstes Gigajahr nach Ende des Bursts einen relativ deutlichen Unterschied auch in V-K, wobei sich dieses Feature zeitlich kaum mit der U-V Verrötung überschneidet. So bleibt die praktische Verwertbarkeit dieser ohnehin nicht übermäßig starken Unterschiede eingeschränkt. Bemerkenswert ist, dass die beiden geplotteten vergangenen Bursts, besonders Szenario 5, etwa ein halbes Gigajahr nach Ende der letzten erhöhten SFR praktisch *gar nicht* von der vergangenen kontinuierlich schwachen Sternbildungsrate des Szenario 0 zu unterscheiden sind.

Ähnliche, nur viel schwächer ausgeprägte Features zeigen sich, wie in den anderen Vergleichen dieses Kapitels, auch in den Farben näher zusammenliegender Bänder B-V und R-I.

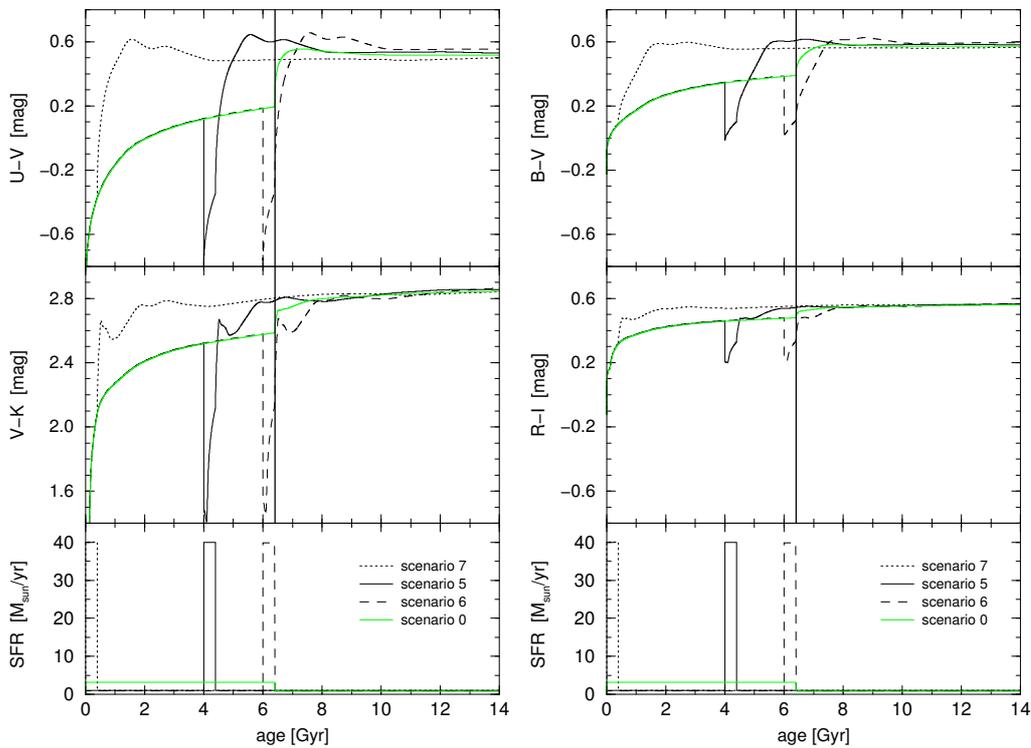


Abb. 3.4: Photometrischer Vergleich der Szenarien 7, 5, 6 und 0.

In Abb. 3.5 schließlich wird Szenario 1 mit Sternentstehungsgeschichten verglichen, in welchen je einer der beiden Bursts durch einen doppelt so starken ersetzt und der jeweils andere ausgelassen ist (Szenario 5 und 6).

Hier bestätigt sich, was sich in Abb. 3.3 bezüglich Szenario 1 und 4 schon andeutete: dass nämlich, wenn auch die weiter zurückliegende Geschichte einer Galaxie sich nicht aufdecken lässt, sich aus dem integrierten Licht wenigstens Aussagen über den zuletzt stattgefundenen Burst ableiten lassen, zumindest im Modell.

So lässt sich in vorliegender Abbildung der stärkere Burst des Szenario 6 von dem schwächeren des 1. Szenarios schwach unterscheiden: Über den Zeitraum von 1 bis 4 Gyr nach dem Burst führt in U-V der starke Burst zu einer um etwa 0.05 mag weniger blauen Galaxie; in V-K dagegen ist sie bis 1 Gyr nach dem Burst aufgrund des oben beschriebenen Einflusses der TP-AGB Sterne entsprechend blauer.

Bemerkenswert ist hier, dass Szenario 0 sich von Szenario 1 nicht stärker unterscheidet als letzteres von Szenario 6. Eine Ausnahme bietet nur das erste

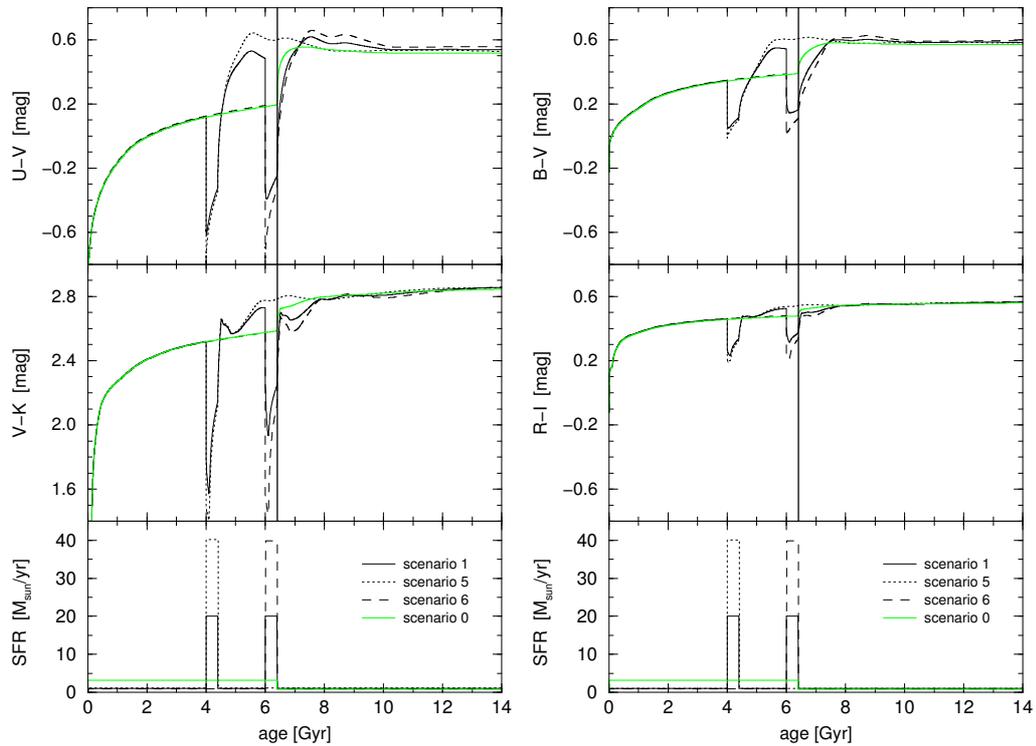


Abb. 3.5: Photometrischer Vergleich der Szenarien 1, 5, 6 und 0.

$\frac{3}{4}$ Gigajahr in blauen Filtern, besonders in B-V, in dem sich der deutlich geringere Anteil junger blauer Sterne im Szenario 0 bemerkbar macht.

In Abb. 3.5 zeigt sich ein weiterer interessanter Effekt: betrachtet man nur das erste Burstende nach 4.4 Gjr, so zeigt sich, dass Szenarien mit zwei verschieden starken Bursts, welche aber ansonsten die gleiche Vergangenheit aufweisen (also bis hierhin *nicht* gleich viele Sterne gebildet haben), sich zwar zu späteren Zeitpunkten erwartungsgemäß klar unterscheiden lassen – wenn man sich den zweiten Burst wegdenkt und den Plot sinngemäß ergänzt sieht man, dass der stärkere Burst zu einer roteren Galaxie führt – im ersten Gjr sich in den roten bzw. infraroten Farbbändern jedoch *nicht* unterscheiden lassen. In U-V gilt dies sogar fast exakt bereits während des Bursts!

3.2 Spektren

Wir werden uns nun den Spektren zuwenden und untersuchen, ob die – verglichen mit Farben – enorme Zunahme der in ihnen enthaltenen Information sich in entsprechend erhöhter Unterscheidbarkeit verschiedener Sternentstehungsszenarien tatsächlich zeigt.

3.2.1 Kontinuumsverlauf

Um einen Eindruck davon zu bekommen, wie (und ob) sich ein Burst im Vergleich zu moderater Entwicklung der Sternentstehungsrate im Spektrum niederschlägt, sind in Abb. 3.6 die Spektren der bereits betrachteten Szenarien 0 und 3 zu jeweils vier verschiedenen Zeiten wiedergegeben. Zusätzlich ist die relative Differenz der beiden Spektren dargestellt (Einzelheiten hierzu finden sich in der Abbildungslegende). Zum Vergleich ist ferner noch einmal die photometrische Entwicklung dargestellt; hier lassen sich bequem die betrachteten Zeiten ablesen, und die spektroskopische lässt sich in Relation zur photometrischen Entwicklung bringen.

Der erste Burst von Szenario 3 liegt hierbei so weit in der Vergangenheit, dass er zu den betrachteten Zeitpunkten auf die spektralen Eigenschaften kaum noch Einfluss hat, da nach spätestens etwa 4 Gjr all die Sterne, die den Burst erkennbar machten, nicht mehr vorhanden sind (vergl. die Ergebnisse aus Kap. 3.1, besonders die Szenarien 1 und 3 in Abb. 3.3, deren praktisch identischer Verlauf als ausreichender Beleg gelten kann); er sorgt lediglich dafür, dass in beiden Szenarien insgesamt gleich viele Sterne gebildet werden und so etwaige Flussunterschiede wirklich nur Effekte unterschiedlicher Zusammensetzung der Sternpopulation (also verschiedenem *Verlauf* der SFH) sind.

Betrachten wir die Spektren zunächst bei 6.3 Gjr (100 Mjr vor Ende der letzten erhöhten Sternentstehungsrate), also noch im Burst. Hier ist der Fluss des Burst-Spektrums erwartungsgemäß wesentlich höher als derjenige des Szenarios 0. Die maximale Differenz beider Spektren beträgt über 80% des Flusses des Burst-Spektrums im extremen UV-Bereich bzw. 40% zum roten Ende des Spektrums hin. Hier spiegelt sich die enorme Leuchtkraft der im Burst gebildeten jungen blauen Sterne; sie ist wesentlich höher als diejenige der neugebildeten roten Sterne.

600 Mjr nach Ende des Bursts, bei 7.0 Gjr Galaxienalter, dreht sich dieses Verhältnis um: Die im Burst gebildeten sehr blauen und leuchtkräftigen

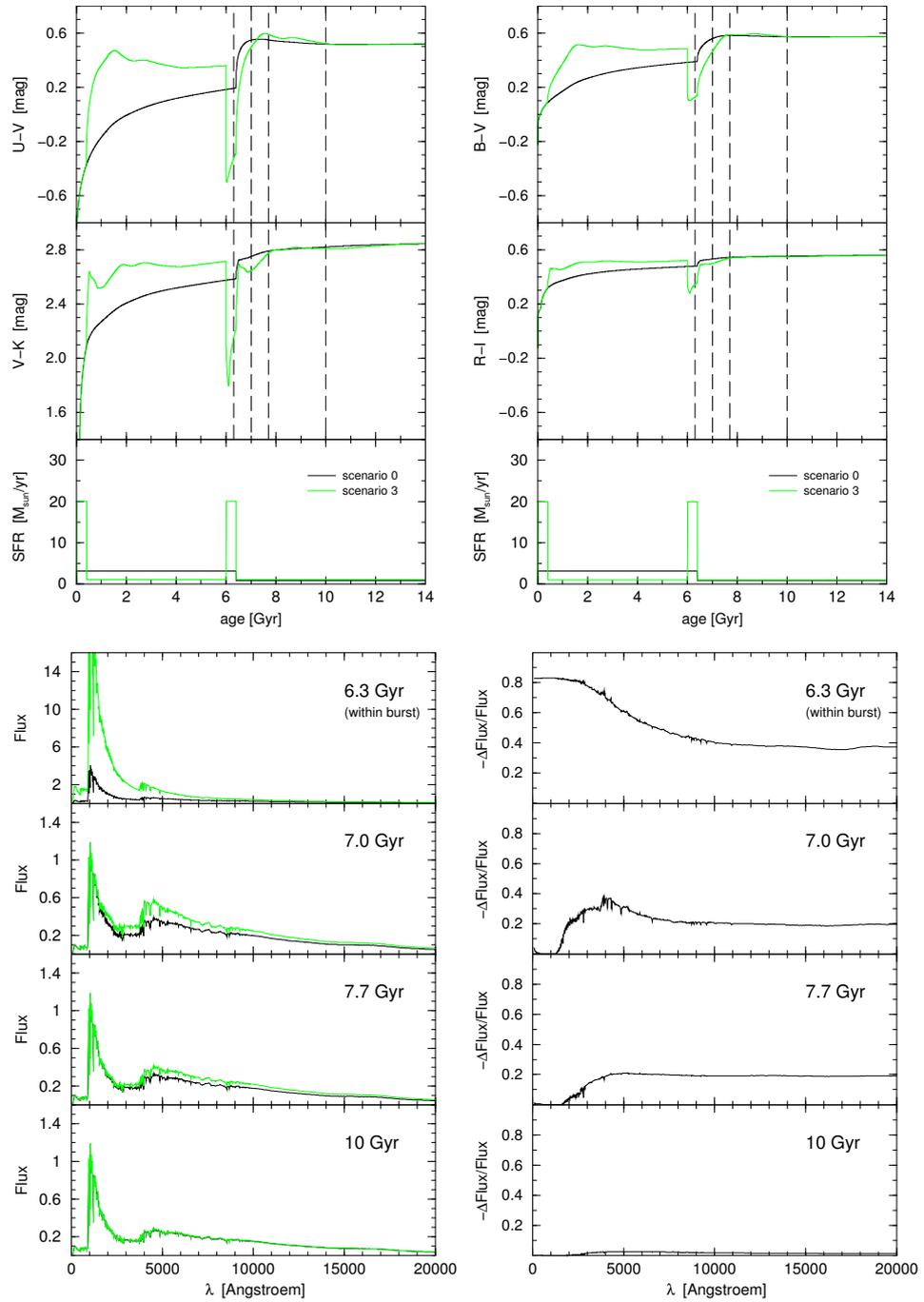


Abb. 3.6: **Oben:** Szenarien 0 und 3 (Photometrische Entwicklung und SFH) mit Kennzeichnung der Alter 6.3, 7.0, 7.7 und 10 Gyr.

Unten: Spektren der Szenarien 0 und 3 (links) sowie deren relative Differenz (rechts) für vier verschiedene Alter; $\frac{\Delta\text{Flux}}{\text{Flux}} = \frac{\text{Flux}_{\text{scnr0}} - \text{Flux}_{\text{scnr3}}}{\text{Flux}_{\text{scnr3}}}$.

Sterne sind längst gestorben, so dass die Spektren sich im extremen UV-Bereich bis etwa zur Lyman- α Linie (1216 Å) nicht mehr unterscheiden; der in diesem Wellenlängenbereich vorhandene Fluss stammt ausschließlich von den bei beiden Szenarien in nun, nach dem Burst, gleicher Rate neugebildeten Sternen frühen Typs. Im Burst gebildete Sterne mittleren Typs sind aber noch vorhanden: Bei 7.0 Gjr wird der Fluss noch von A-Sternen dominiert, deren Maximum etwa im Balmerbereich liegt, während bei 7.7 Gjr sich die Dominanz schon zu Sternen späteren Typs verschiebt. Der Fluss des Bursts-Spektrums ist hier aber immer noch etwa 20% größer als derjenige des moderaten Szenarios. Über $3\frac{1}{2}$ Gjr nach Ende des Bursts schließlich, bei 10 Gjr Galaxienalter, sind fast alle im Burst gebildeten helleren Sterne verschwunden, so dass sich kein Flussunterschied zwischen beiden Szenarien mehr ausmachen lässt.

Dies stimmt sehr gut mit dem Zeitfenster überein, welches schon aus der Analyse der Farbentwicklung gewonnen wurde: Auch dort ließen sich nach etwa $3\frac{1}{2}$ - 4 Gjr die Szenarien nicht mehr unterscheiden.

Die Darstellungen der relativen Spektrendifferenz demonstrieren auch recht anschaulich ein Hauptergebnis des letzten Kapitels, dass nämlich (vor allem in den Farben der roten Bänder) der Unterschied verschiedener Szenarien äußerst gering ausfällt: Bei 7.0 Gjr Galaxienalter noch ab etwa H_{α} , 700 Mjr später schon ab der Balmerkante bleibt die relative Differenz der Flüsse bis zum nahinfraroten Ende des gezeigten Spektralbereichs nämlich nahezu exakt konstant; der absolute Flussunterschied substrahiert sich bei Farbmessungen jedoch weg!

Ebenso deutlich ist einzusehen, dass sich die Szenarien wesentlich besser unterscheiden ließen, zöge man Farben heran, deren eines Band im extremen UV-Bereich jenseits der Lymankante liegt. Leider sind Farbmessungen in diesem Spektralbereich aufgrund der abschirmenden Eigenschaften der Erdatmosphäre bodengestützt praktisch unmöglich durchzuführen. Einzig Satellitenmessungen kämen hierfür in Frage; Messungen in diesem Spektralbereich sind jedoch selten². Das Zeitfenster bliebe bei vorliegenden Szenarien 0 und 3 jedoch auch dann bestehen: Nach etwa $3\frac{1}{2}$ Gjr ist der Flussunterschied im gesamten Spektralbereich nahezu Null.

Vorstehende Untersuchung bezog sich auf das spektrale Bild des Unterschiedes zwischen einem Burst und einer nur schwachen, gleichförmigen Sternentstehungsrate; im Folgenden wollen wir nun das selbe Burstszenario mit

²Eine Ausnahme hiervon bilden Messungen von Galaxien hoher Rotverschiebung; hier kann sich die Lymankante bis in den messbaren Bereich hinein (rot-)verschieben.

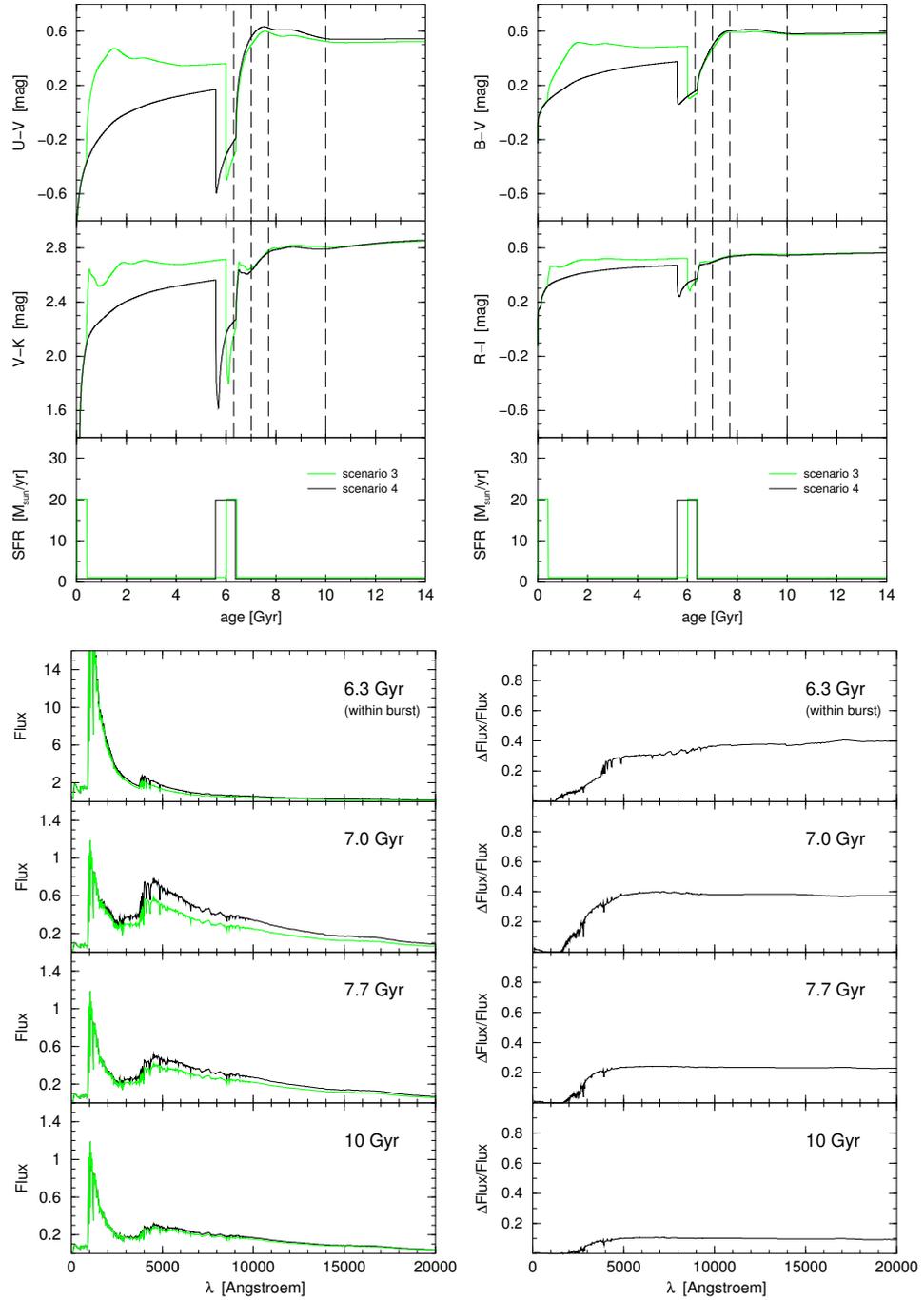


Abb. 3.7: **Oben:** Szenarien 4 und 3 (Photometrische Entwicklung und SFH) mit Kennzeichnung der Alter 6.3, 7.0, 7.7 und 10 Gyr.

Unten: Spektren der Szenarien 4 und 3 (links) sowie deren relative Differenz (rechts) für vier verschiedene Alter; $\frac{\Delta\text{Flux}}{\text{Flux}} = \frac{\text{Flux}_{\text{scnr4}} - \text{Flux}_{\text{scnr3}}}{\text{Flux}_{\text{scnr3}}}$.

dem Szenario eines ebenso starken, aber doppelt so lang anhaltenden Bursts vergleichen. Zu diesem Zweck ist in Abb. 3.7 auf gleiche Weise wie eben die spektrophotometrische Entwicklung der Szenarien 4 und 3 geplottet.

Während des Bursts, bei 6.3 Gjr Galaxienalter, ist der Flussunterschied nun erwartungsgemäß wesentlich geringer als beim vorigen Vergleich; im extremen UV-Bereich der Spektren (ab etwa den Lyman-Linien), zu dem lediglich Sterne frühesten Typs beitragen, ist der Fluss beider Szenarien naturgemäß gleich, da ja auch die Sternbildungsrate beider Szenarien gleich ist. Im Bereich der Balmerlinien jedoch beträgt der relative Flussunterschied schon etwa 30% und steigt zum roten Ende des Spektrums auf 40% an: hier zeigt sich deutlich die Akkumulation von Sternen mittleren Typs, von denen ja im Szenario 4 bis hierhin mehr als doppelt so viele gebildet wurden (diejenigen Sterne mittleren Typs – vor allem A- und F-Sterne –, die aus dem frühen Burst des Szenario 3 stammen, sind bereits gestorben, während die Anzahl von Sternen späteren Types bei beiden Szenarien gleich ist).

Ein fast ebensolches Bild zeigt sich auch noch 600 Mjr nach Ende der Bursts. Zwar ist der Fluss nun viel geringer; der Fluss der Sterne aus dem breiten Burst von Szenario 4 ist jedoch immer noch etwa 40% stärker als derjenige der Sterne von Szenario 3, außer natürlich – aus den dargelegten Gründen – im extremen UV-Bereich (die SFR fällt nach Ende der Bursts ja nicht auf Null ab).

In den folgenden Gigajahren sinkt der relative Flussunterschied dann kontinuierlich aber, bei zunehmendem Galaxienalter, sehr langsam ab, und beträgt bei einem Galaxienalter von 10 Gjr, also mehr als $3\frac{1}{2}$ Gjr nach Ende der Bursts, immer noch rund 10%.

Bemerkenswert ist hierbei, dass, ganz im Gegensatz zu den Ergebnissen der Analyse der Farbentwicklung, sich damit im Kontinuumsverlauf der Spektren ein größerer Unterschied zwischen den hier behandelten Szenarien mit Bursts verschiedener *Länge* zeigt, als zwischen den vorher beschriebenen Szenarien verschiedener *Stärke*! Auch das theoretisch erreichbare Zeitfenster, in dem Unterschiede zu sehen sind, ist hier größer: Der Flussunterschied zwischen den unterschiedlich breiten Bursts fällt mit zunehmendem Galaxienalter so langsam ab, dass er bei 14 Gjr, also fast 8 Gjr nach Ende der Bursts, immer noch etwa 7.5% beträgt (hier nicht geplottet)!

Dies lässt sich nur mit Sternen mittleren bis späten Typs erklären, welche ein Alter von mehr als 8, höchstens aber 13 Gjr erreichen, etwa späte G-Sterne: Sterne diesen Typs, die bei rund 6 Gjr Galaxienalter in Szenario 4 in doppelt so großer Zahl gebildet werden wie zur selben Zeit in Szenario 3, sind dann

bei einem Galaxienalter von 14 Gjr noch vorhanden, wohingegen die Sterne des ganz frühen Bursts (von Szenario 3) entsprechenden Typs bereits gestorben sind.

3.2.2 Spektrallinien

Bisher haben wir die spektrale Entwicklung der Szenarien nur grob verfolgt, indem wir uns auf die Betrachtung des Kontinuumverlaufs beschränkten. Etwaige Absorptionslinienfeatures blieben dabei unberücksichtigt. Es zeigt sich aber, dass sich die relative Stärke bestimmter Linien durchaus als Unterscheidungskriterium für verschiedene SFH-Szenarios eignet.

In Abb. 3.8 sind daher die schon betrachteten relativen spektralen Differenzen der Szenarien 0 und 3 bzw. 4 und 3 noch einmal geplottet, diesmal jedoch für *fünf* Zeiten und in einem engeren Spektralbereich, welcher nur den für unsere Zwecke interessanten Bereich von 2500 bis 7500 Å umfasst; zur besseren Orientierung sind die Balmerlinien $H_\alpha - H_\eta$ gekennzeichnet.

Betrachten wir wieder zunächst die Szenarien 0 und 3 (Abb. 3.8, linke Seite). Bei 6.3 Gjr Galaxienalter, also noch vor dem Abfall der SFR auf einen niedrigen und für beide Szenarien gleichen Wert, zeigt das Differenzspektrum keine deutlich ausmachbaren Linien. Anders 300 Megajahre nach der erhöhten Sternentstehungsrate: Bei einem Galaxienalter von 6.6 Gjr sind beim Burstszenario 3 die Balmerlinien deutlich tiefer. Dies lässt sich sehr einfach dadurch erklären, dass Balmerlinien am stärksten bei Spektren früher A-Sterne ausgeprägt sind, letztere aber nur $\frac{1}{2}$ bis allerhöchstens 1 Gigajahr leben. Da im Burstszenario so kurz nach Ende des Bursts praktisch noch alle dort gebildeten A-Sterne vorhanden sind, ist der Anteil dieser Sterne hier natürlich viel höher als in Szenario 0, und die Spektren sind dementsprechend stärker von Balmerlinien geprägt. Die gleiche Argumentation gilt auch noch bei einem Alter der Galaxie von 7.0 Gjr; bei 7.7 Gjr Galaxienalter, also 1.3 Gjr nach Ende des Bursts dagegen sind alle aus dem Burst stammenden A-Sterne gestorben. Da die SFR danach bei beiden Szenarien gleich ist, sind die Balmerlinien bei beiden Szenarien nun auch gleich tief, so dass sich im Differenzspektrum kein Unterschied mehr zeigt.

Als zweites wollen wir die zeitliche Entwicklung der MgII - Linie (bei $\lambda = 2798.00$ Å) im Differenzspektrum besprechen. Diese Linie ist maximal ausgeprägt in Spektren früher F-Sterne, die eine Lebenszeit von etwa 2 Gjr haben. So ist zu erklären, dass bei einem Galaxienalter von 6.6 Gjr diese Linie bei beiden Szenarien etwa gleich stark ist, da innerhalb der letzten

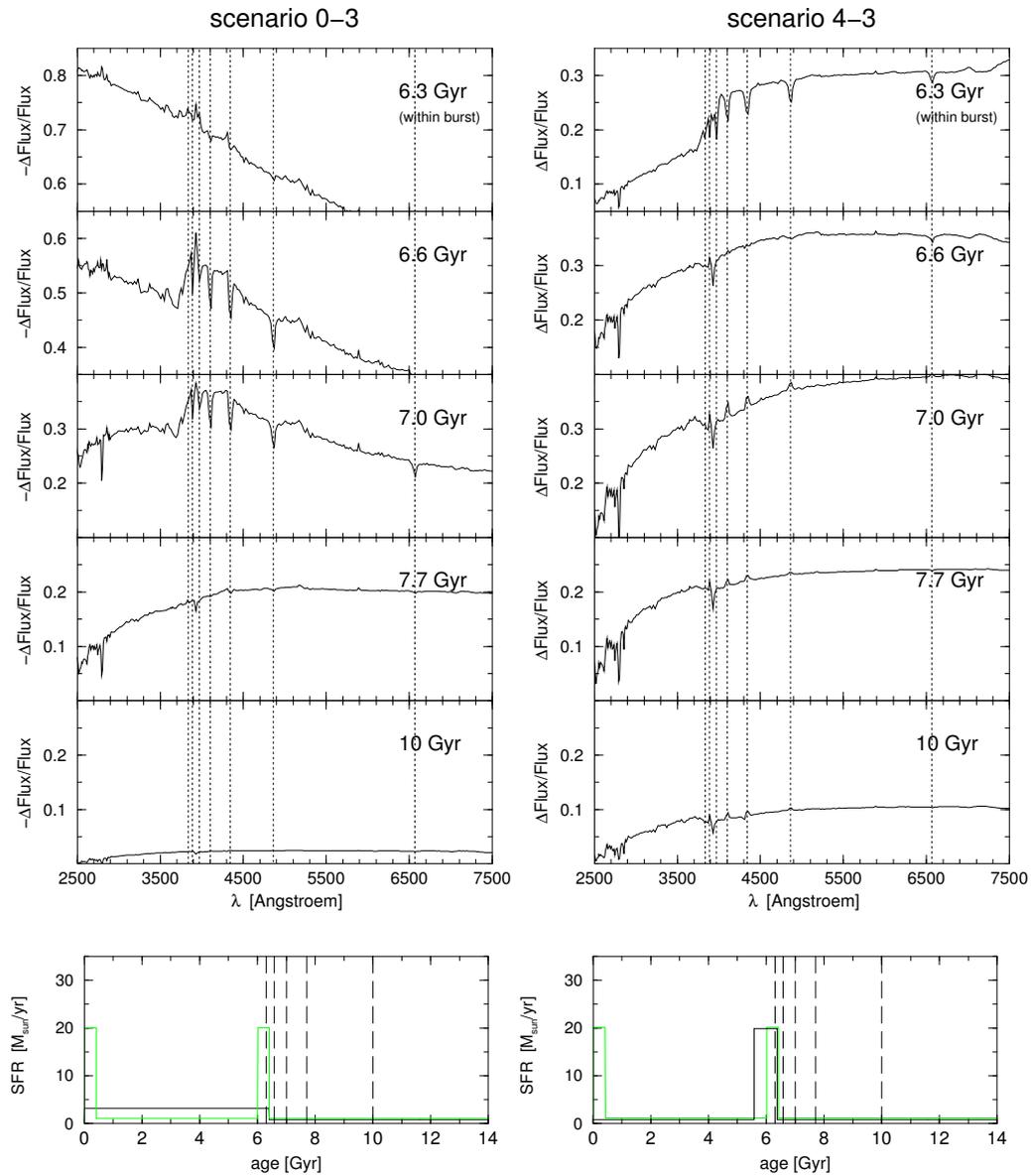


Abb. 3.8: **Oben:** Relative Differenz der Spektren der Szenarien 0 und 3 (links) bzw. 4 und 3 (rechts) im Balmer-Bereich für fünf verschiedene Alter (mit Kennzeichnung der Balmerlinien $H_{\alpha} - H_{\eta}$); vergl. Abb. 3.6 und 3.7.

Unten: SFH der Szenarien mit Kennzeichnung der betrachteten Alter.

2 Gjr in Szenario 0 in etwa ebensoviele Sterne diesen Typs entstanden wie im Burstszenario, welches innerhalb des letzten halben Gigajahres zwar eine viel höhere, davor aber eine geringere Sternentstehungsrate hatte. 600 Mjr nach Ende des zweiten Bursts dagegen ist der Zeitraum, in dem die SFR von Szenario 0 höher war *und* dessen dort gebildeten Sterne entstprechenden Typs noch leben, viel zu kurz. Innerhalb der von der Lebenszeit der frühen A-Sterne bestimmten Rückblickzeit sind nun im Burstszenario mehr Sterne entstanden, so dass die Linie hier viel tiefer ist. Gleiches gilt auch noch bei 7.7 Gjr Galaxienalter, aber natürlich nicht mehr bei einem Alter der Galaxie von 10 Gjr, über $3\frac{1}{2}$ Gjr nach Ende des zweiten Bursts.

Betrachten wir nun als drittes verwertbares Feature die Ausprägung der CaII K - Linie zwischen H_ϵ und H_ζ (bei $\lambda = 3933.44 \text{ \AA}$). Diese ist 300 Gjr nach Ende der erhöhten Sternentstehungsrate im Burstszenario *weniger* tief als im Szenario 0; erst knappe $1\frac{1}{3}$ Gjr nach Ende des zweiten Bursts (bei 7.7 Gjr Galaxienalter) ist sie im Burstszenario ein wenig tiefer. Auch dieses Verhalten findet seine Erklärung durch Betrachtung der Lebenszeiten derjenigen Sterne, in deren Spektren diese Linie besonders stark ist: Die CaII H&K - Linien (CaII H lässt sich aufgrund der schlechten Auflösung der Modellspektren nicht von H_ϵ unterscheiden und bleibt deshalb unberücksichtigt) sind am stärksten in den Spektren später F- und früher G-Sterne; diese weisen eine Lebenszeit von mindestens 2, jedoch nicht mehr als 6 Gjr auf. So sind kurz nach Ende der erhöhten SFR in Szenario 0 mehr Sterne diesen Typs vorhanden, da die im ersten Burst des Szenario 3, also vor mehr als 6 Gjr, gebildeten Sterne entsprechenden Typs bereits gestorben sind und deshalb in Szenario 0 seit dieser Zeit mehr zum betrachteten Zeitpunkt noch lebende Sterne dieser Art entstehen konnten (es sei daran erinnert, dass in jedem Szenario insgesamt immer gleich viele Sterne entstehen, also in Szenario 3 *einschließlich* des ersten Bursts genau so viele wie in Szenario 0). Daher ist zum betrachteten Galaxienalter die CaII K - Linie im Szenario moderater Sternentstehung tiefer als in dem von einem kürzlichen Burst geprägten Szenario. Etwas später, bei einem Galaxienalter von 7 Gjr, hat sich dieser Effekt aufgrund der Zeit gleicher SFR nach Ende der erhöhten Sternentstehungsrate soweit ausgeglichen, dass im Differenzspektrum keine besondere Ausprägung der Linie mehr vorhanden ist. Nach weiteren 700 Mjr überwiegt schließlich die im zweiten Burst des Szenario 3 entstandene Sternzahl die größere Menge an heute noch lebenden Sternen, die in Szenario 0 *vor* dem zweiten Burst des anderen Szenarios entstehen konnte: Nun ist die Linie im Burstszenario ein klein wenig stärker.

Wir wollen uns nun anschauen, zu welchen Ergebnissen die oben dargestell-

ten Überlegungen bei einem Vergleich der Szenarien 4 und 3 führen (Abb. 3.8, rechte Seite).

Hier zeigt es sich, dass bereits kurz *vor* Ende der Bursts sowohl Balmerlinien als auch die MgII - Linie in Szenario 4 tiefer sind als in Szenario 3, da in ersterem aufgrund der zweifachen Dauer des Bursts mehr Sterne entsprechenden Typs vorhanden sind. Aufgrund der kurzen Lebenszeit der für die Balmerlinien hauptverantwortlichen frühen A-Sterne von nur wenig mehr als $\frac{1}{2}$ Gjr ist die Bilanz 300 Mjr nach Ende der Bursts jedoch bereits ausgeglichen, da die in der ersten Hälfte des breiten Bursts gebildeten Sterne diesen Typs nicht mehr leben. Bei der MgII - Linie dagegen zeigt sich, der längeren Lebensdauer der für sie hauptverantwortlichen F-Sterne entsprechend, noch weit über ein Gigajahr nach Ende der Bursts im Differenzspektrum deutlich, dass in Szenario 4 eine fast doppelt so große zum jeweiligen Betrachtungszeitpunkt noch lebende Population dieser Sterne gebildet werden konnte als in Szenario 3. Die CaII K - Linie ist aus ebensolchen Gründen über den gesamten Betrachtungszeitraum in Szenario 4 tiefer, wobei aufgrund der auf etwa 6 Gjr begrenzten Lebenszeit der diese Linie ausprägenden F- und G-Sterne der erste Burst des Szenario 3 auch hier keine Rolle spielt.

Zusammenfassend lässt sich festhalten, dass die Tiefe einzelner Linien nicht so sehr die absolute *Stärke* vergangener SFR anzeigt, sondern vielmehr direkt mit der *Menge* der in der Vergangenheit gebildeten Sterne korreliert ist. So lässt sich etwa anhand der CaII K - Linie aufgrund der langen Lebensdauer der diese Linie vor allem erzeugenden Sterne nicht unterscheiden zwischen einem Burstszenario und einem Szenario, welches über einen längeren Zeitraum eine lediglich moderate Erhöhung der Sternentstehungsrate aufweist, *solange in beiden Szenarien innerhalb der Lebensdauer der linienerzeugenden Sterne entsprechenden Rückblickzeit insgesamt gleich viele Sterne entstehen*. Umgekehrt lässt sich aus der stärkeren Ausprägung einer Linie im Vergleich mit einer anderen Galaxie nicht unbedingt auf heftigere Sternentstehung schließen, da der gleiche Effekt auch durch längere Dauer einer gleich hohen SFR erreichbar ist.

3.3 Fazit

Es ist bemerkenswert, dass 1-2 Gigajahre nach Ende der letzten erhöhten SFR praktisch *keine* der dargestellten Szenarien anhand der Farben voneinander zu unterscheiden sind. Am sensitivsten erwiesen sich dabei B-V und

U-V; in R-I ist die Rückblickzeit praktisch gleich Null. Das in V-K aufgrund des Einflusses der TP-AGB Sterne vorhandene Zeitfenster spielt bei einem realen Burstverlauf vermutlich keine Rolle; hier würde sich eine genauere Untersuchung lohnen. Nach spätestens 4 Gjr jedoch weisen alle Szenarien in allen untersuchten Bändern nahezu exakt die gleiche Farbe auf.

Zur Begründung dieser Ergebnisse ist festzuhalten, dass sich in den integrierten Farben Burstereignisse vor allem aufgrund der im Burst gebildeten massereichen blauen Sterne unterscheiden lassen; der unterschiedliche Anteil älterer roter Sterne spielt nur eine untergeordnete Rolle. Daher lässt sich die weiter zurückliegende Geschichte einer Galaxie aufgrund von Farben kaum aufdecken.

Hervorzuheben ist hierbei das nicht erwartete Ergebnis, dass dies auch in V-K, das für langlebige rote Sterne sensitiv sein sollte, nicht möglich ist. Eine längere Rückblickzeit zeigte sich nur in U-V. Gerade *weil* diese Farbe sensitiv für besonders blaue Sterne ist, machen sich hier die in einem Burst gebildeten Sterne im Zeitraum von 1 bis 4 Gigajahre nach Ende des Bursts als Rote Riesen bemerkbar; in V-K etwa wird dieser Einfluss nämlich durch die im K-Band sehr leuchtkräftigen roten Hauptreihensterne überlagert. So lässt sich die Rückblickzeit in U-V entsprechend verlängern; über die SFH *vor* der Zeit des letzten Burstereignisses lässt sich aber auch hier nichts erfahren.

Es ist zu erwarten, dass sowohl der Unterschied innerhalb des ersten Gigajahres nach einem Burst, als auch der erwähnte bis 4 Gjr andauernde Einfluss der Roten Riesen bei Farben zunimmt, die ein optisches Band mit einem Band verknüpfen, welches in einem noch kürzeren Spektralbereich liegt als das von uns verwendete U-Band.

Diese Vermutung wird durch die Betrachtung des Kontinuumverlaufs der Spektren bestätigt: Hier sahen wir, dass der Flussunterschied zwischen verschiedenen Szenarien spätestens ab H_{α} , knappe $1\frac{1}{2}$ Gjr nach Ende der Bursts bereits schon ab der Balmerkante bis zum roten Ende des Spektrums nahezu konstant ist, weshalb sich die betrachteten Szenarien anhand von Farben, deren Bänder innerhalb dieses Bereiches liegen, kaum unterscheiden lassen. Würde man jedoch ein Band im extremen UV-Bereich mit einem im visuellen Spektralbereich liegenden kombinieren, so ließen sich die betrachteten Szenarien nun sehr deutlich unterscheiden, wenn auch das Zeitfenster hierdurch nicht wesentlich vergrößert wird. Hervorzuheben ist aber ein wichtiger Unterschied zu den Ergebnissen der rein photometrischen Betrachtung: Während sich dort unterschiedliche *Stärken* der SFR innerhalb eines Gigajahres noch relativ gut unterscheiden ließen, unterschiedliche *Längen* der Bursts (bei

gleicher Stärke) jedoch nicht (vergl. Abb. 3.3), so ist dies in den Spektren genau umgekehrt:

Bezüglich der Spektrallinien hatten wir nämlich festgestellt, dass die Tiefe einzelner Linien nicht so sehr die absolute *Stärke* vergangener SFR anzeigt, sondern vielmehr direkt mit der *Menge* der in der Vergangenheit gebildeten Sterne korreliert ist. So lässt sich etwa anhand der CaII K - Linie aufgrund der langen Lebensdauer der diese Linie vor allem erzeugenden Sterne nicht unterscheiden zwischen einem Burstszenario und einem Szenario, welches über einen längeren Zeitraum eine lediglich moderate Erhöhung der Sternentstehungsrate aufweist, *solange in beiden Szenarien innerhalb der Lebensdauer der linienerzeugenden Sterne entsprechenden Rückblickzeit insgesamt gleich viele Sterne entstehen*. Umgekehrt lässt sich aus der stärkeren Ausprägung einer Linie im Vergleich mit einer anderen Galaxie nicht unbedingt auf heftigere Sternentstehung schließen, da der gleiche Effekt auch durch längere Dauer einer gleich hohen SFR erreichbar ist.

Da verschiedene Linien jedoch für unterschiedliche Rückblickzeiten sensibel sind, lässt sich einer entsprechenden Kombination verschiedener Linienmessungen unter Umständen durchaus brauchbare Informationen über die SFH einer Galaxie entnehmen. Wir haben gesehen, dass sich hierbei die CaII K - Linie als Indikator für die Menge der über einen recht langen Zeitraum entstandene Sterne eignet, während die Balmerlinien und auch noch MgII Informationen über die Menge der in jüngerer Vergangenheit entstandenen Sterne liefert.

Hervorzuheben ist jedoch, dass sich die Rückblickzeit, in der sich verschiedene Szenarien noch unterscheiden lassen, auch unter Zuhilfenahme spektraler Linienfeatures nicht wesentlich vergrößern lässt. Hier wie in den Farben gleichen sich die untersuchten Szenarien bei einem Galaxienalter von 10 Gjr, also etwas über $3\frac{1}{2}$ Gjr nach Ende des unterschiedlichen Verlaufs der SFH so sehr, dass etwaige im Modell erkennbare Unterschiede in der Praxis nicht verwertbar sind. Innerhalb dieses Zeitrahmens jedoch sind die Unterschiede in den Spektren deutlicher als bei ausschließlicher Betrachtung von Farben.

Kapitel 4

Zeitliche Auflösung von Sternentstehungsvergangenheiten im Farben-Helligkeits-Diagramm

Im letzten Kapitel sahen wir, dass sich aufgrund von Farben, die aus dem integrierten Licht einer Galaxie gewonnen wurden, vergangene Burstereignisse nicht länger als 1, höchstens jedoch 4 Gjr lang unterscheiden, lassen. Auch unter Zuhilfenahme der Spektren ließ sich das Zeitfenster nicht vergrößern. Farben-Helligkeits-Diagramme (Color-Magnitude-Diagrams, CMDs) hingegen werden vielfach als verlässliches Werkzeug zur Analyse von Sternentstehungsgeschichten gerade auch sehr großer Zeiträume angesehen; vor allem seitdem man mittels Nutzung großer bodengestützter Teleskope sowie vor allem auch des *Hubble Space Telescope (HST)* CMDs erstellen kann, die die Hauptreihe weit hinunter reichen, hat die Bedeutung der CMD-Analyse zugenommen.

Wir wollen uns im Folgenden mittels der neuentwickelten Möglichkeit unseres Evolutionssyntheseprogrammes, künstliche CMDs in beliebigen Farbbändern zu erstellen, anhand des Vergleichs zweier einfacher Sternentstehungsszenarien einen ersten Überblick darüber verschaffen, inwieweit sich diese Szenarien mittels CMD-Analyse tatsächlich rekonstruieren lassen, und welchen Einfluß die Wahl der Bänder auf das Analysepotential hat. Hierbei soll das Hauptaugenmerk wieder auf den Zeitfenstern liegen, in denen eine Rekonstruktion noch möglich ist.

4.1 CMDs und Isochronen

Ein CMD entsteht, indem für jedes Mitglied einer aufgelösten Sternpopulation, etwa im Außenbereich einer nahen Galaxie, in mindestens zwei Bändern die scheinbare Helligkeit aufgenommen wird, also z.B. V und I . Im CMD werden dann, in diesem Beispiel, für alle Sterne die gemessenen I -Band Helligkeiten gegen die entsprechenden Farben $V - I$ aufgetragen.

Die scheinbare Helligkeit ist hierbei proportional zum Logarithmus des Beitrags der Leuchtkraft des Sterns im entsprechenden Band. Die Farbe hingegen ist ein Maß für die effektive Temperatur des Sternes; ihre Empfindlichkeit auf Temperaturschwankungen hängt für einen gegebenen Temperaturbereich, entsprechend Sternen bestimmten Spektraltyps, von den gewählten Bändern ab, also davon, über welchen Bereich des Spektrums integriert wird. Hierdurch erklärt sich die Bandabhängigkeit der Sensitivität eines CMDs für heißere (blauere) Sterne, wie sie etwa kurz nach einem Burst zahlreich vorhanden sind, oder kühlere (rottere) Sternpopulationen hohen Alters (vergl. Kap. 4.2).

Das CMD ist also das verhältnismäßig einfach zu erstellende Pendant zum theoretischen Herzprung-Russell-Diagramm (HRD), in dem direkt die logarithmische Leuchtkraft gegen die logarithmische Effektivtemperatur einer Sternpopulation aufgetragen ist.

Die Ergebnisse theoretischer Sternentwicklungs- und Sternatmosphärenrechnungen erlauben es nun, künstliche CMDs zu erstellen, d.h. die Verteilung von Sternen im CMD bei gegebener Sternentstehungsgeschichte und Metallizität zu *simulieren*. Unser Galaxienentwicklungsmodell benutzt hierfür Isochronen, d.h. Orte im HRD bzw. CMD, auf denen Sterne gleichen Alters (und gleicher Metallizität), aber unterschiedlicher Massen liegen¹.

Für alle in diesem Kapitel wiedergegebenen simulierten CMDs gelten folgende Angaben:

Es wurde eine konstante Metallizität von $Z = 0.008$ angenommen; die IMF folgt dem Salpeter-Gesetz. Der logarithmische Verlauf des simulierten Beobachtungsfehlers (1σ - Fehler) ist, stellvertretend für eine gute *HST*-Aufnahme einer nahen Galaxie, reproduziert nach [SCGS02, Fig.1]²; da allerdings sowohl die Zeitschritte zwischen zwei Isochronen, als auch die Massenschritte

¹Für Details über unsere Methode zur Erstellung künstlicher CMDs, die verwendeten Isochronen etc. sei auf Kap. 2.2 verwiesen.

²es handelt sich hierbei um die Aufnahme eines Feldes im Balken der LMC mittels *HST* WFPC2; in Kap. 5 wird auf diese Aufnahme näher eingegangen.

auf der einzelnen Isochrone relativ groß sind, musste der Fehler und damit die Streuung der Sterne um die Datenpunkte (vergl. Kap. 2.2) so weit vergrößert werden, dass sowohl die Massenschritte auf den Isochronen als auch diese selber im CMD nicht mehr als solche zu erkennen sind, um Fehlinterpretationen zu vermeiden (z.B. „mehrere“ Abknickpunkte der Hauptreihe bei eigentlich konstanter SFR aufgrund zu weit auseinander liegender Isochronen; junge Sternpopulationen, die eine große zeitliche Auflösung gestatten, sind hiervon besonders betroffen). Andererseits sollte der Fehler möglichst gering bleiben. Hierbei war ein annehmbarer Kompromiss nur erreichbar durch Festlegung des Fehlers der scheinbaren Helligkeit als *doppelt* so groß wie der Fehler der Farbe (also z.B. $\Delta_I = 2 \cdot \Delta_{V-I}$), obwohl eigentlich letztere größer sein sollte (gemäß Gaußscher Fehlerfortpflanzung, unter Annahme von $\Delta_I = \Delta_V$, um $\sqrt{2}$). Als Δ_{V-I} wurde das 1.5fache der nach der genannten Quelle reproduzierten Werte genommen.

In Abb. 4.1 ist der so erhaltene simulierte Beobachtungsfehler wiedergegeben. In das CMD wurden hierbei nur Sterne aufgenommen mit einem Beobachtungsfehler von weniger als 0.3 mag ; dies entspricht einem Beobachtungslimit von etwa 5 mag absoluter Sternhelligkeit.

Durch Eintragen von Isochronen passender Alter und Metallizitäten in beobachtete CMDs lassen sich oft schon erste Aussagen über die SFH der betrachteten Sternpopulation machen.

Besonders einfach ist dies bei Single Stellar Populations (SSPs). Dies sind theoretische Sternpopulationen gleichen Alters, gleicher Ausgangsmetallizität Z , sowie gleicher IMF. In der Natur ist ein solches Szenario sehr gut durch Sternhaufen, insbesondere Kugelsternhaufen realisiert.

In Abb. 4.1 sind simulierte CMDs in $(I, V - I)$ einer solchen SSP für drei verschiedene Alter dargestellt (genau genommen entspricht I hier der absoluten Helligkeit M_I ; für einen Vergleich mit beobachteten CMDs müsste also noch das Entfernungsmodul $(m - M)_o$ aufaddiert werden, genauso wie $V - I$ noch durch einen eventuellen Farbexzess korrigiert werden muss). Zusätzlich sind Isochronen entsprechenden Alters eingezeichnet.

Hierbei liegen am Abknickpunkt der Hauptreihe (Main-Sequence Turnoff-Point, MS-TOP) der 160 Mjr alten SSP (bzw. am entsprechenden Punkt der Isochrone) Sterne genau derjenigen Masse, welche nach 160 Mjr gerade den bezeichneten Entwicklungszustand erreicht haben. Im vorliegenden Fall sind dies etwa $4.1 M_\odot$, während es bei der 2 Gjr alten SSP etwa $1.5 M_\odot$ und nach 10 Gjr etwa $0.98 M_\odot$ sind. Im weiteren Verlauf der Isochrone, d.h. in den dem MS-TOP folgenden Entwicklungsphasen, wächst die Masse dann

nur noch geringfügig an (um weniger als 10%; Sterne noch größerer Masse sind zum jeweils betrachteten Alter bereits gestorben), während sie auf der Hauptreihe vom MS-TOP an nach unten, in Richtung geringerer Helligkeit und niedrigerer Temperatur, kleiner wird. Beispielsweise finden sich am unteren Rand der Abbildung, bei $I = 4.5 \text{ mag}$, auf der Hauptreihe Sterne mit Massen von etwa $0.9 M_{\odot}$.

Da mit zunehmendem Alter die Zahl der bereits gestorbenen Sterne wächst (und nach Bildung der SSP keine neuen Sterne mehr entstehen), nimmt die Anzahl der Datenpunkte unserer simulierten CMDs zu höheren Altern hin entsprechend ab: Beträgt die Größe der dargestellten Sternpopulation nach 160 Mjr noch etwa 40000, so sind nach 10 Gjr nur noch ca. 15000 Sterne vorhanden.

Neben dem Verlauf der Hauptreihe und dem Zusammenhang von Masse und Lebensalter der Sterne lassen sich anhand der einfachen Struktur von SSPs in Abb. 4.1 noch weitere typische Eigenschaften von CMDs nachzeichnen:

So ist sehr gut zu sehen, wie massereiche Sterne (d.h. Sterne mit $M_* \gtrsim 2.5 M_{\odot}$), repräsentiert durch den Nach-Hauptreihenverlauf der 160 Mjr alten SSP, nach Beenden des zentralen Wasserstoffbrennens während der Kernkontraktion bzw. Hüllenexpansion im CMD sehr schnell³ nach rechts bis zur Hayashi-Linie wandern, wo sie dann, nach Zünden des He-Brennens, in einem Blue Loop einen Schlenker nach links und wieder zurück ausführen (vergl. auch Abb. 4.2 rechts).

Der Entwicklungsweg massearmer Sterne dagegen lässt sich in den CMDs der 2 bzw. 10 Gjr alten SSPs verfolgen. Solche Sterne wandern, bevor das He-Brennen zünden kann, entlang des Rote-Riesen-Astes (Red Giant Branch, RGB) bzw. der Hayashi-Linie steil aufwärts, bis es an der Spitze des Riesenastes zum Helium-Flash kommt. Innerhalb sehr kurzer Zeit „fällt“ der Stern dann zum einige Zehnerpotenzen leuchtschwächeren Red Clump (RC); die Zeitspanne ist dabei so kurz, dass die Isochronen zwischen Helium-Flash und Red Clump keinen weiteren Datenpunkt aufweisen, so dass die Gerade zwischen diesen beiden Punkten der Isochrone keinesfalls als realer Entwicklungsweg interpretiert werden darf. Hier wandert der Stern dann unter He-Brennen entlang des Asymptotischen Riesenastes (Asymptotic Giant Branch, AGB) zurück nach oben.

³im Fall von Isochronen bedeutet „sehr schnell“, dass im entsprechenden Bereich nur wenige Datenpunkte bzw. Massenschritte liegen; da nun höhere Masse höherer Entwicklungszustand des Sterns bedeutet, folgt aus weit auseinanderliegenden Massenschritten auch eine zeitlich schnelle Entwicklung

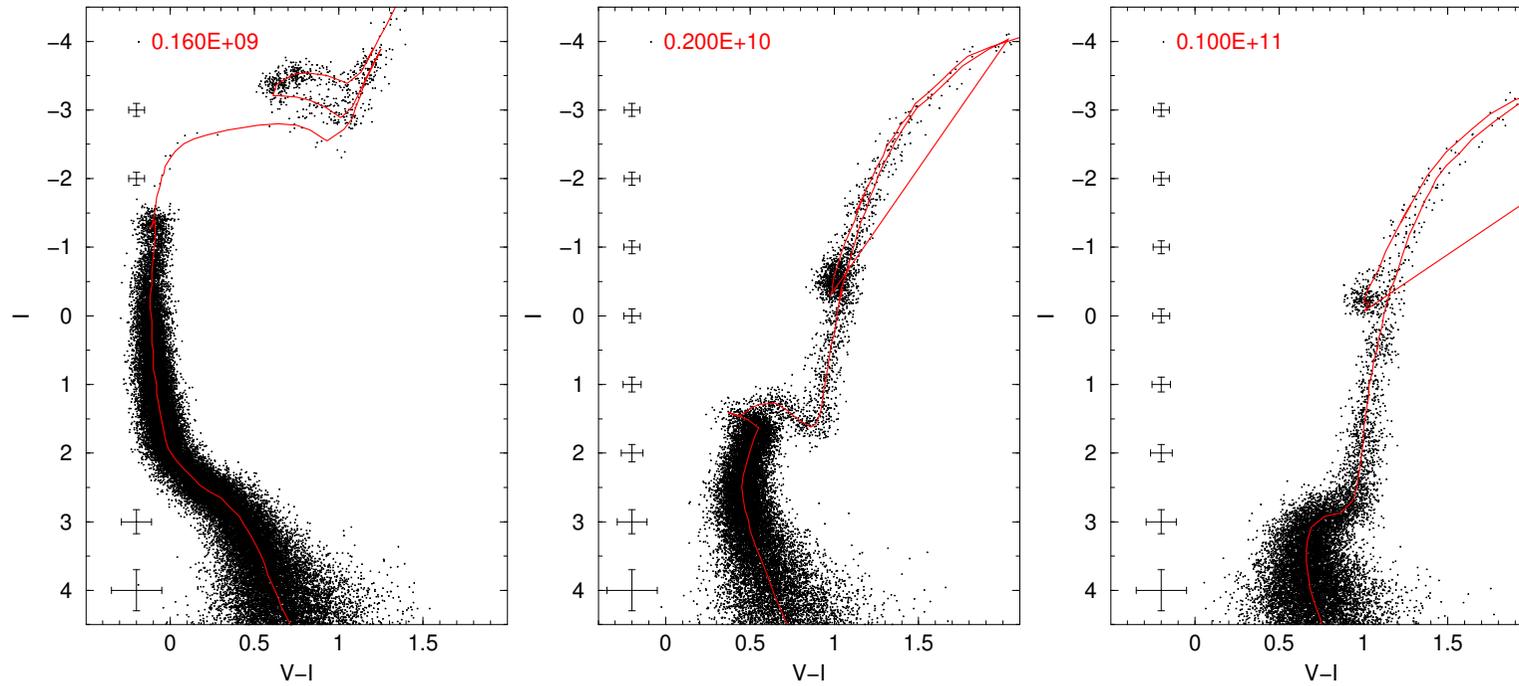


Abb. 4.1: CMDs einer SSP in $(I, V-I)$ nach 160 Mjr, 2 Gjr und 10 Gjr mit Isochronen entsprechenden Alters (\log age (in Jahren) = 8.2, 9.3 bzw. 10.0). Anzahl Sterne: ca. 40000 (160 Mjr), 20000 (2 Gjr), 15000 (10 Gjr). Zusätzlich geplottet: simulierter Beobachtungsfehler (1σ).

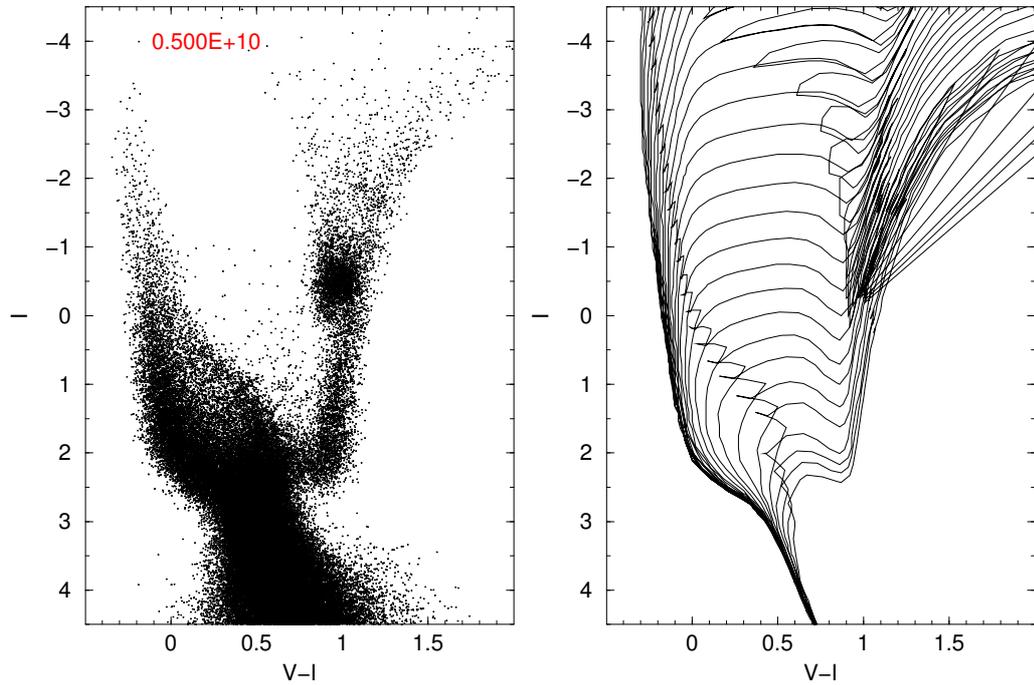


Abb. 4.2: **Links:** CMD einer Galaxie konstanter Sternentstehungsrate in $(I, V-I)$ nach 5 Gjr. Anzahl Sterne: ca. $1 \cdot 10^5$. **Rechts:** Verfügbare Isochronen zwischen $\log \text{age}$ (in Jahren) = 6.6 und 9.7 (Schrittweite 0.1).

Zu erkennen ist in Abb. 4.1 ferner, dass mit zunehmendem Alter (bzw. geringerer Masse) der Red Clump sowohl kleiner wird und weniger stark besetzt ist als auch langsam zu schwächeren Leuchtkräften wandert (im vorliegenden Fall, bezogen auf den Mittelpunkt des RC, von etwa -0.5 mag bei der 2 Gjr alten SSP auf etwa -0.25 mag bei der 10 Gjr alten SSP); des weiteren entfernt sich der AGB etwas vom Riesenast.

Eine wesentliche Einschränkung der benutzten Isochronen ist hier allerdings auch zu erwähnen: Sterne sehr geringer Masse sollten, bei entsprechend hohem Alter, statt eines Red Clumps einen Horizontal Branch (HB) ausbilden. Dieses für CMD-Analysen sehr aufschlussreiche Entwicklungsstadium ist in den Isochronen und damit in den CMDs leider nicht enthalten.

Nach der Beschreibung einfacher SSPs wollen wir uns nun CMDs von *Galaxien* zuwenden. Diese kann man sich als Superposition von SSPs aller Alter und Metallizitäten, aber verschiedener Gewichtung derselben vorstellen (in vorliegender Arbeit wird allerdings von einer konstanten Metallizität ausgegangen, s.o.). Diese Gewichtung ist dann direkter Ausdruck der Sternent-

stehungsgeschichte der Galaxie. In der Tat basieren sämtliche Methoden der CMD-Analyse, welche Isochronen benutzt, auf dieser Vorstellung.

In Abb. 4.2 ist links das CMD einer 5 Gjr alten Galaxie mit *konstanter* Sternentstehungsrate geplottet; die simulierte Sternpopulation umfasst etwa $1 \cdot 10^5$ Sterne. Rechts sind alle verfügbaren Isochronen bis 5 Gjr dargestellt, wobei sich von oben nach unten das Alter der Isochronen, von $\log \text{age}$ (in Jahren) = 6.6 ausgehend, jeweils in logarithmischen Schritten von 0.1 erhöht.

Hier ist sehr schön nachzuvollziehen, wie ein CMD aus Überlagerung von Isochronen entsteht. Die unterschiedliche Besetzung verschiedener Bereiche im CMD ist hier, neben dem im nächsten Absatz beschriebenen Einfluss der Altersauflösung der Isochronen, ein Effekt der IMF, welche die Wichtung der Massen über jede einzelne Isochrone beschreibt, sowie der *nicht* gleichmäßigen Verteilung der Massenschritte über die einzelne Isochrone, welche sich aus der unterschiedlichen Dauer der verschiedenen Entwicklungsschritte eines Sternes erklärt (vergl. Anm. 3); gleiches gilt natürlich auch für die weiter oben beschriebenen CMDs einer SSP.

Da die Isochronen bei logarithmischen Altersschritten im CMD weitgehend gleichverteilt sind, sieht man sofort, dass die Altersauflösung des CMDs einer Galaxie mit zunehmendem Alter der Populationen immer schlechter wird; bei linearen Altersschritten nähme der Abstand zweier Isochronen immer weiter ab.

Sehr gut zu sehen ist dieser Effekt in Abb. 4.3, in welcher das gleiche Szenario zu Grunde gelegt ist: Die hier farblich getrennt dargestellten Sternpopulationen nehmen mit zunehmendem Alter einen deutlich geringeren Raum im CMD ein, obwohl der Zeitraum, während dessen sie gebildet wurden, wächst. Dies wirkt sich natürlich auf die Unterscheidbarkeit verschiedener Sternentstehungsszenarien radikal aus: Sind Bursts, die nicht mehr als 1 Gjr zurückliegen, anhand ihres MS-TOPs noch gut bis sehr gut zu unterscheiden, so ist dies bei weit zurück liegenden Ereignissen nicht mehr ohne weiteres der Fall. So ändert sich etwa die Helligkeit des TOPs zwischen 10 und 20 Gjr (nicht geplottet) nur mehr um ca. $\frac{1}{2}$ Magnitude!

Aus den mit wachsendem Alter stark zunehmenden Altersschritten der Isochronen erklärt sich auch, dass bei konstanter SFR ältere Isochronen im CMD stärker besetzt sind als jüngere: Eine alte Isochrone muss eine über einen sehr viel längeren Zeitraum entstandene Population beherbergen als eine junge Isochrone.

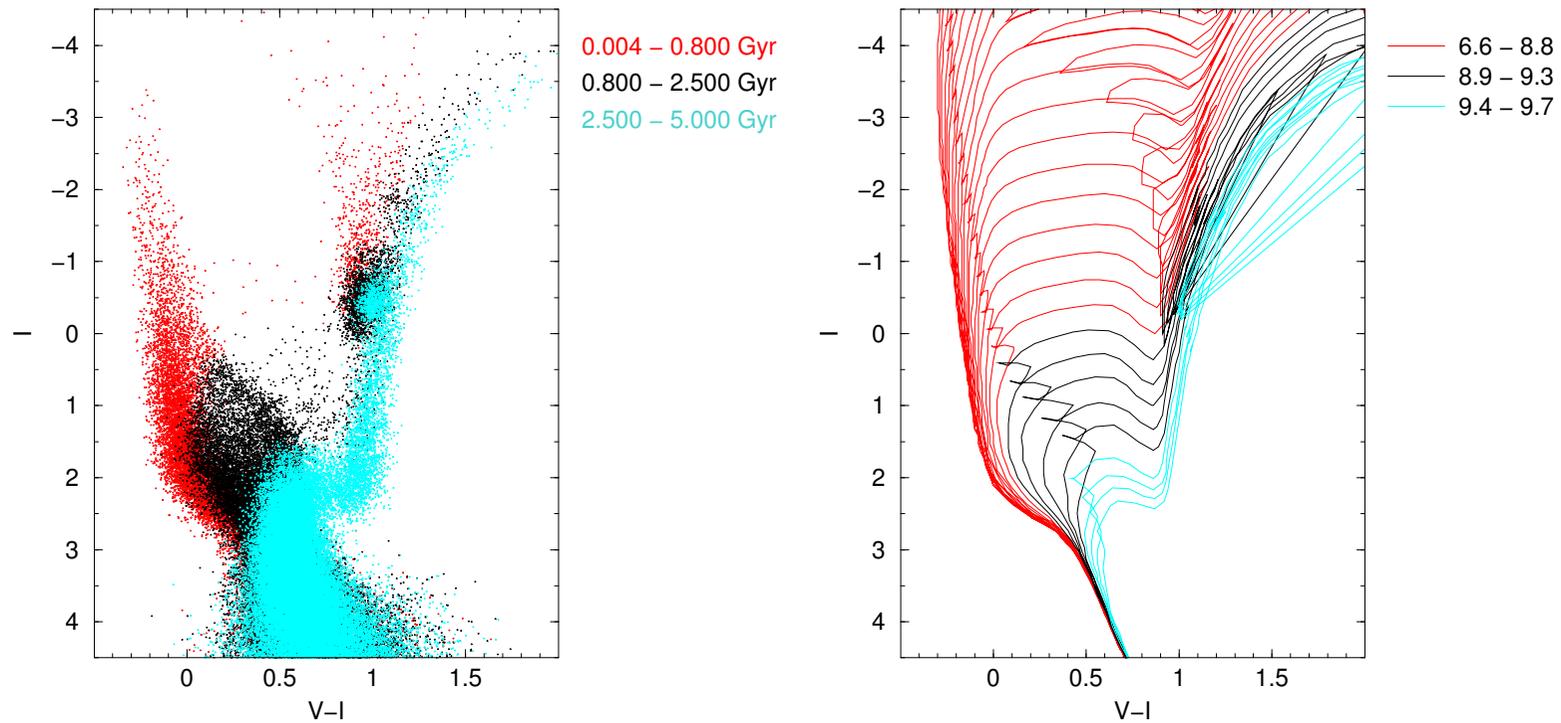


Abb. 4.3: Wie Abb.4.2, jedoch mit farblicher Kennzeichnung der Altersbereiche 4 - 800 Mjr, 0.8 - 2.5 Gjr und 2.5 - 5 Gjr. 4 Mjr entspricht gerade der jüngsten verfügbaren Isochrone und damit der jüngsten im CMD berücksichtigten Population.

In Abb. 4.3 lässt sich ferner gut die Zusammensetzung des Red Clump aus Sternpopulationen verschiedener Alter beobachten. Auffallend ist vor allem die vergleichsweise sehr große vertikale Ausdehnung des von der zwischen 0.8 und 2.5 Gjr alten Population gebildeten RC-Struktur. Eine genauere Untersuchung ergibt, dass dieses Feature erstmals bei einer etwa 500 Mjr alten Populationen als Vorläufer des RC deutlich auftritt. In der weiteren Entwicklung nimmt die Besetzung dieser Struktur dann rasch zu; gleichzeitig nimmt ihre Leuchtkraft um etwa eine halbe Magnitude ab. Bei einer etwa 1 Gjr alten Population hat die Struktur ihre stärkste Ausprägung erreicht. Die vertikaler Ausdehnung nimmt anschließend wieder ab, und nach etwa $1\frac{1}{2}$ Gjr ist die „runde“ Form des RC alter Populationen erreicht. Diese Abfolge ist in den CMDs aller untersuchter Bänder anzutreffen (vergl. hierzu die Abbildungen 4.4 bis 4.11 in Kap. 4.2).

Die Red Clump - Struktur einer Galaxie enthält also Informationen über die Entstehungsgeschichte von Populationen, die mindestens $1/2$ Gjr alt sind, während die CMD-Bereiche oberhalb des Red Clump bzw. links des AGB (die Zone der Blue Loop - Sterne) Informationen über die jüngere Vergangenheit der Galaxie bereithalten.

4.2 Sternentstehungsszenarien im CMD

Ähnlich dem Vorgehen des Kapitels 3 werden im Folgenden nun zwei einfache Sternentstehungsszenarien einander gegenübergestellt und untersucht, wie lange und wie deutlich sie sich unterscheiden lassen. Da sich unser Algorithmus zur Herstellung von CMDs noch am Anfang seiner Entwicklung befindet, müssen wir uns hierbei auf eine rein qualitative Betrachtung beschränken. Insbesondere die Anwendung von Methoden zur quantitativen Beurteilung des Unterschiedes zweier CMDs, wie sie von anderen Gruppen zur Analyse beobachteter CMDs benutzt werden, etwa mittels Besetzungszahlverhältnissen ausgesuchter Zonen des Diagramms, steht noch aus (vergl. hierzu Kapitel 7).

Als Szenario A wurde eine SFH gewählt, in der die Entwicklung der Modellgalaxie mit einem 400 Mjr andauernden moderaten Burst der Stärke $20 M_{\odot}/\text{Jr}$ beginnt, gefolgt von einer 1.6 Gjr andauernden Ruhephase ($\text{SFR} = 1 M_{\odot}/\text{Jr}$). 2 Gjr nach Entstehung der Galaxie ereignet sich dann ein Burst gleicher Stärke und Dauer wie der erste, worauf die Sternentstehungsrate für den Rest der Lebenszeit der Galaxie wieder auf $1 M_{\odot}/\text{Jr}$ abfällt. In Szenario B dagegen beginnt das Leben der Galaxie mit einer SFR von etwa $7 M_{\odot}/\text{Jr}$, welche nach 2.4 Gjr ebenfalls wieder auf $1 M_{\odot}/\text{Jr}$ abfällt. Die Sternentstehungsrate dieses zweiten Szenarios wurde so gewählt, dass nach Ende der Bursts bei 2.4 Gjr in beiden Szenarien insgesamt gleich viele Sterne entstanden sind.

Die Szenarien entsprechen damit exakt den Szenarien 1 und 2 des Kapitels 3.1, deren Burstverläufe lediglich an den Beginn der Galaxienentwicklung verschoben wurden.

In den folgenden Abbildungen 4.4 bis 4.11 sind nun CMDs dieser Szenarien für jeweils 6 verschiedene Alter gegenübergestellt, nämlich für 2.4 Gjr (also genau am Ende des letzten Bursts), 3, 4, 5, 6 und 10 Gjr Galaxienalter. Um den Einfluss der Wahl der Bänder auf die Unterscheidbarkeit der Szenarien erfassen zu können, wurden die CMDs hintereinander für die vier gebräuchlichsten Bänderkombinationen erzeugt: $(B, U - B)$, $(V, B - V)$, $(I, V - I)$ und $(K, V - K)$. Der Beobachtungsfehler entspricht dem in Abb. 4.1 angegeben; die Anzahl der dargestellten Sterne ist für 2.4 sowie 10 Gjr Galaxienalter jeweils angegeben.

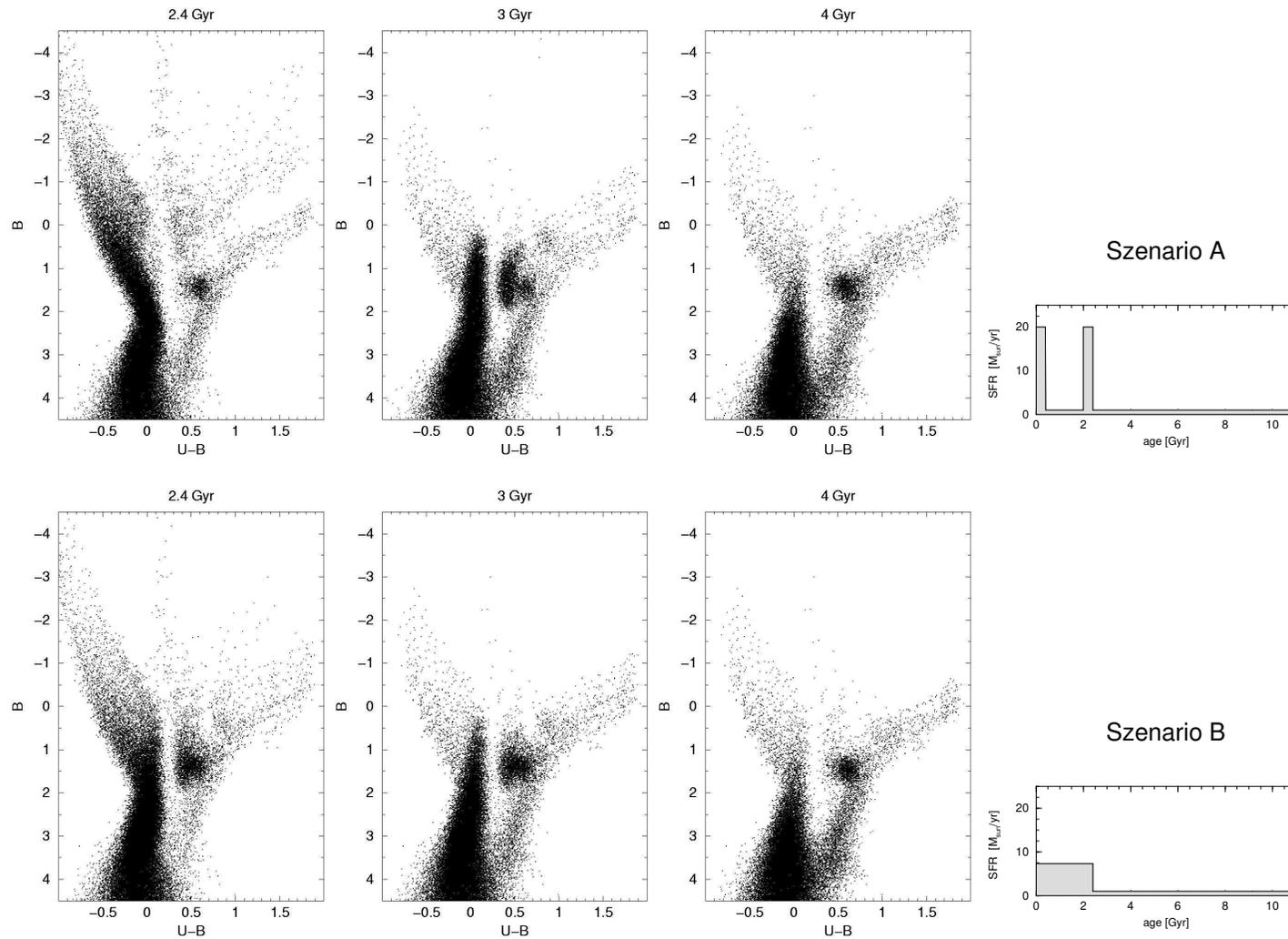


Abb. 4.4: CMDs in $(B, U-B)$ nach 2.4, 3 und 4 Gyr für das Szenario A (oben) bzw. B (unten); ganz rechts ist die dazugehörige SFH geplottet. Anzahl Sterne (2.4 Gyr): ca. 67000

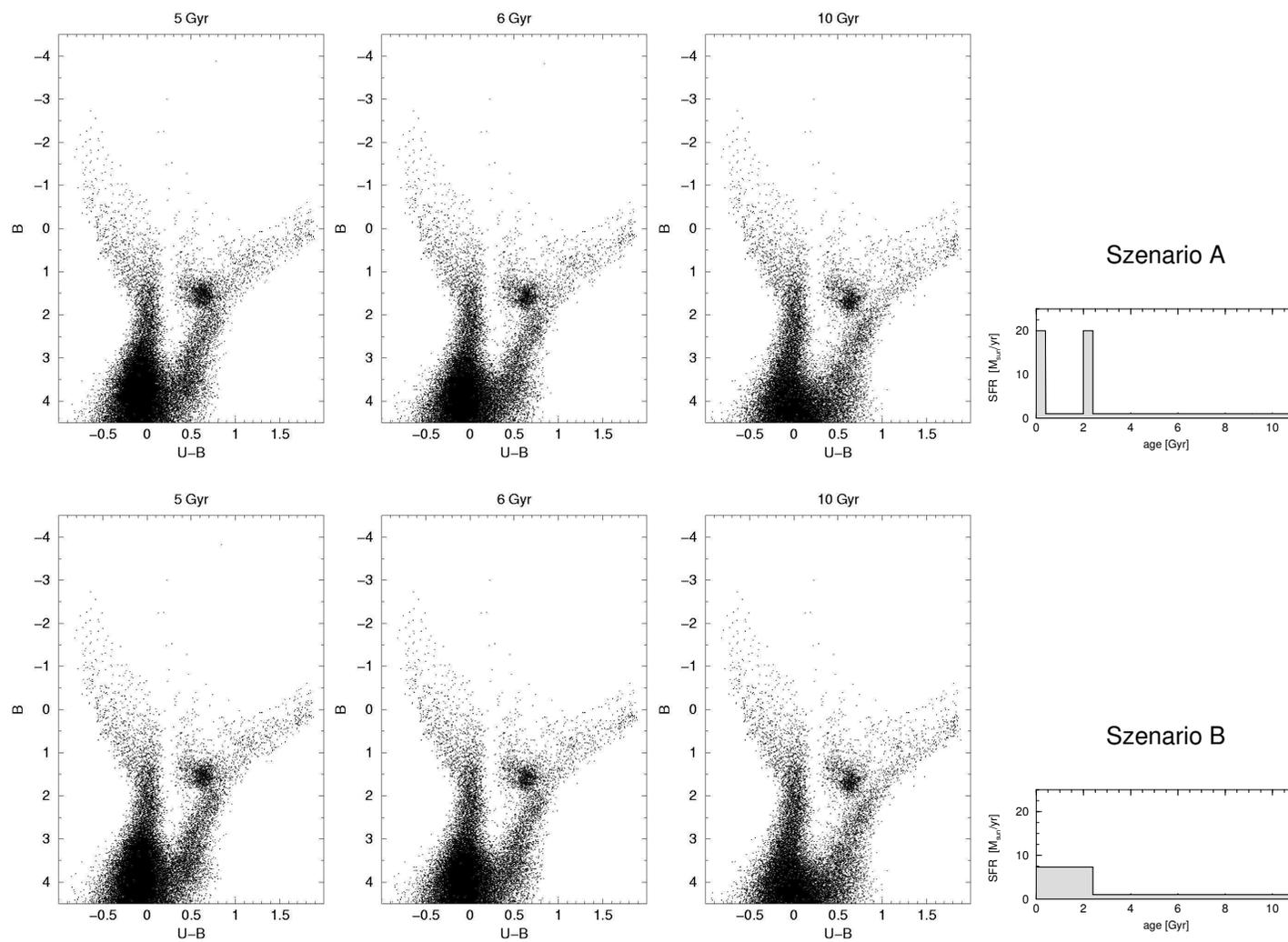


Abb. 4.5: CMDs in $(B, U-B)$ nach 5, 6 und 10 Gyr für das Szenario A (oben) bzw. B (unten); ganz rechts ist die dazugehörige SFH geplottet. Anzahl Sterne (10 Gyr): ca. 35000

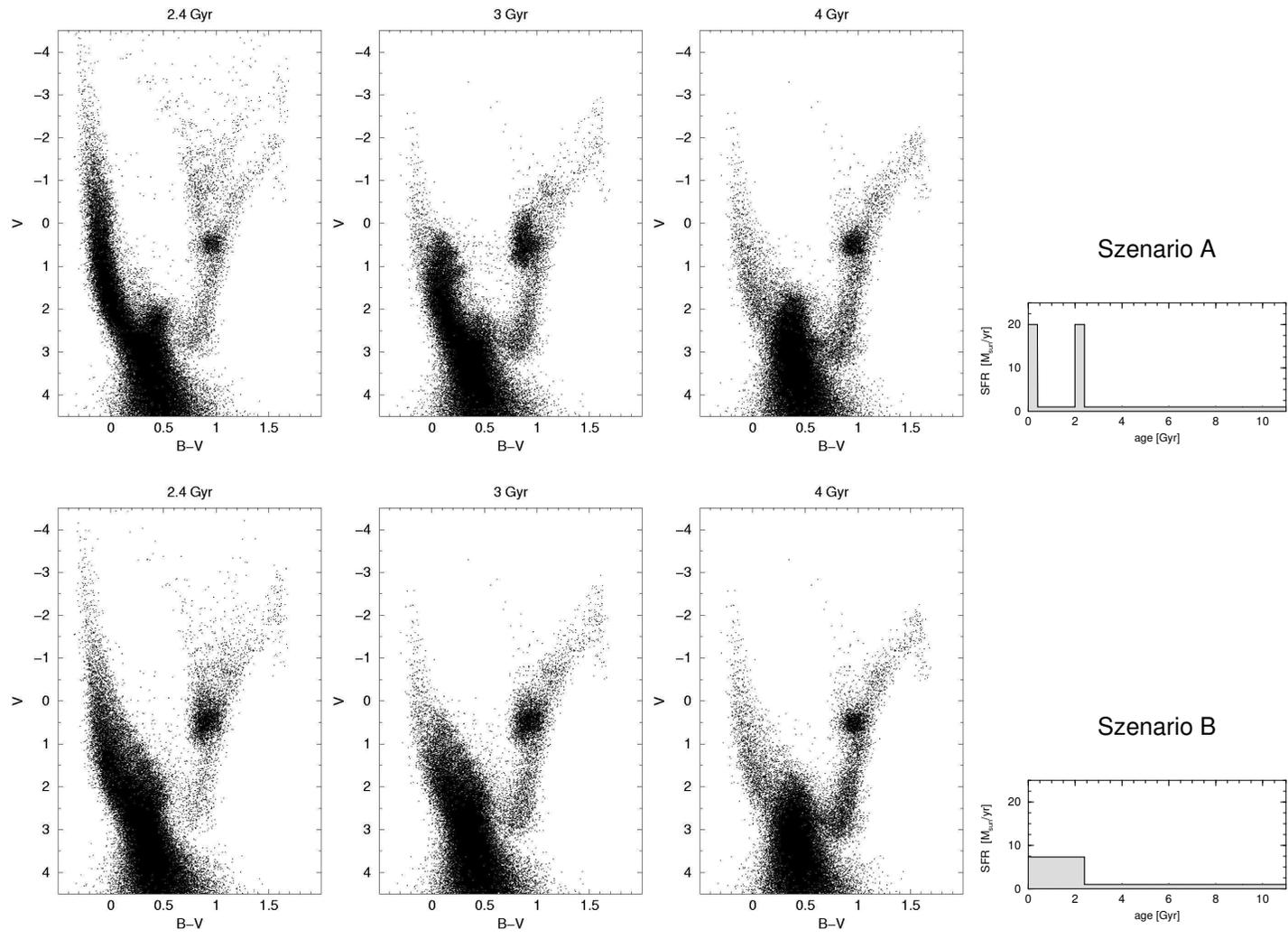


Abb. 4.6: CMDs in $(V, B-V)$ nach 2.4, 3 und 4 Gyr für das Szenario A (oben) bzw. B (unten); ganz rechts ist die dazugehörige SFH geplottet. Anzahl Sterne (2.4 Gyr): ca. 76000

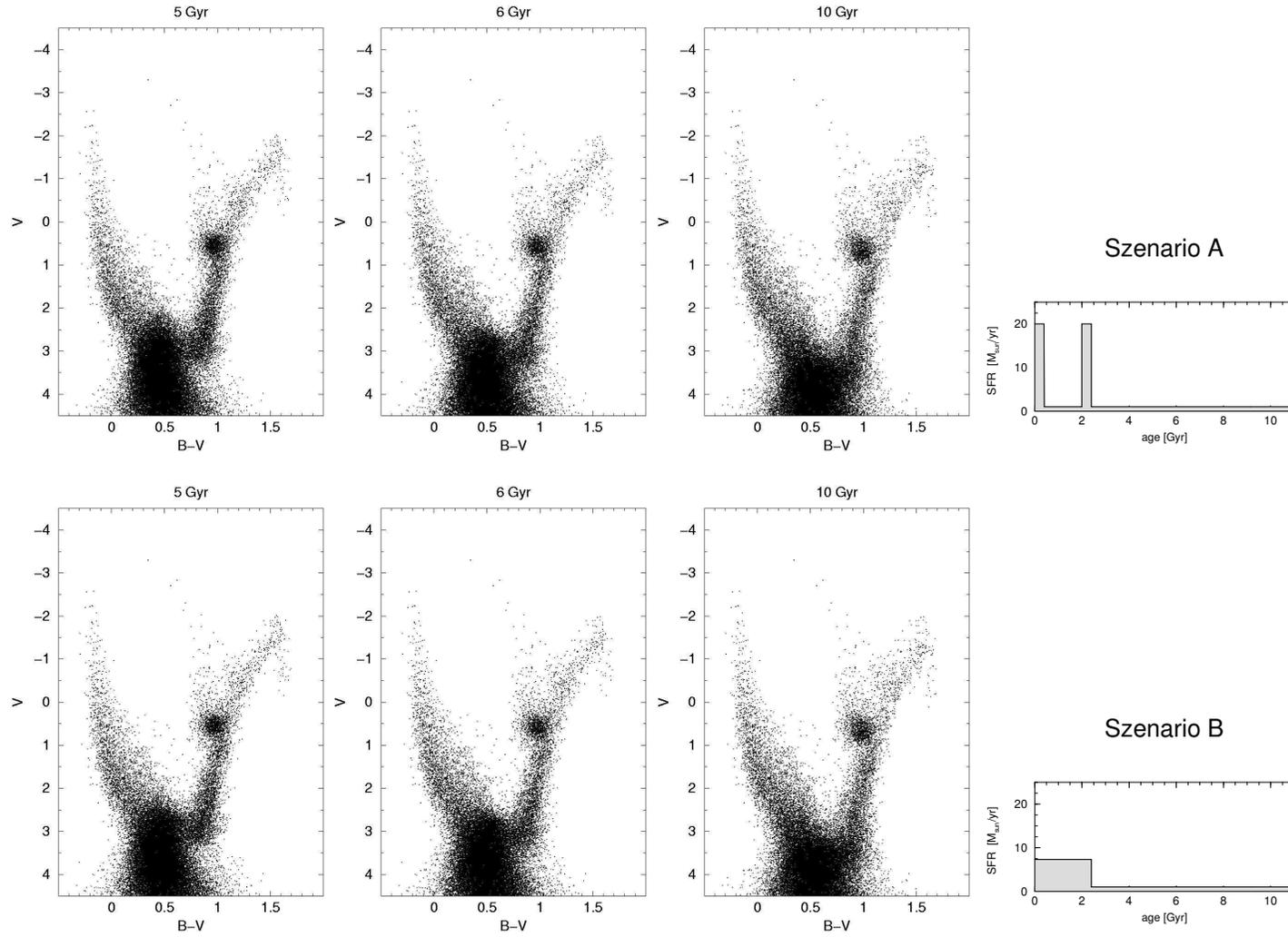


Abb. 4.7: CMDs in $(V, B-V)$ nach 5, 6 und 10 Gyr für das Szenario A (oben) bzw. B (unten); ganz rechts ist die dazugehörige SFH geplottet. Anzahl Sterne (10 Gyr): ca. 47000

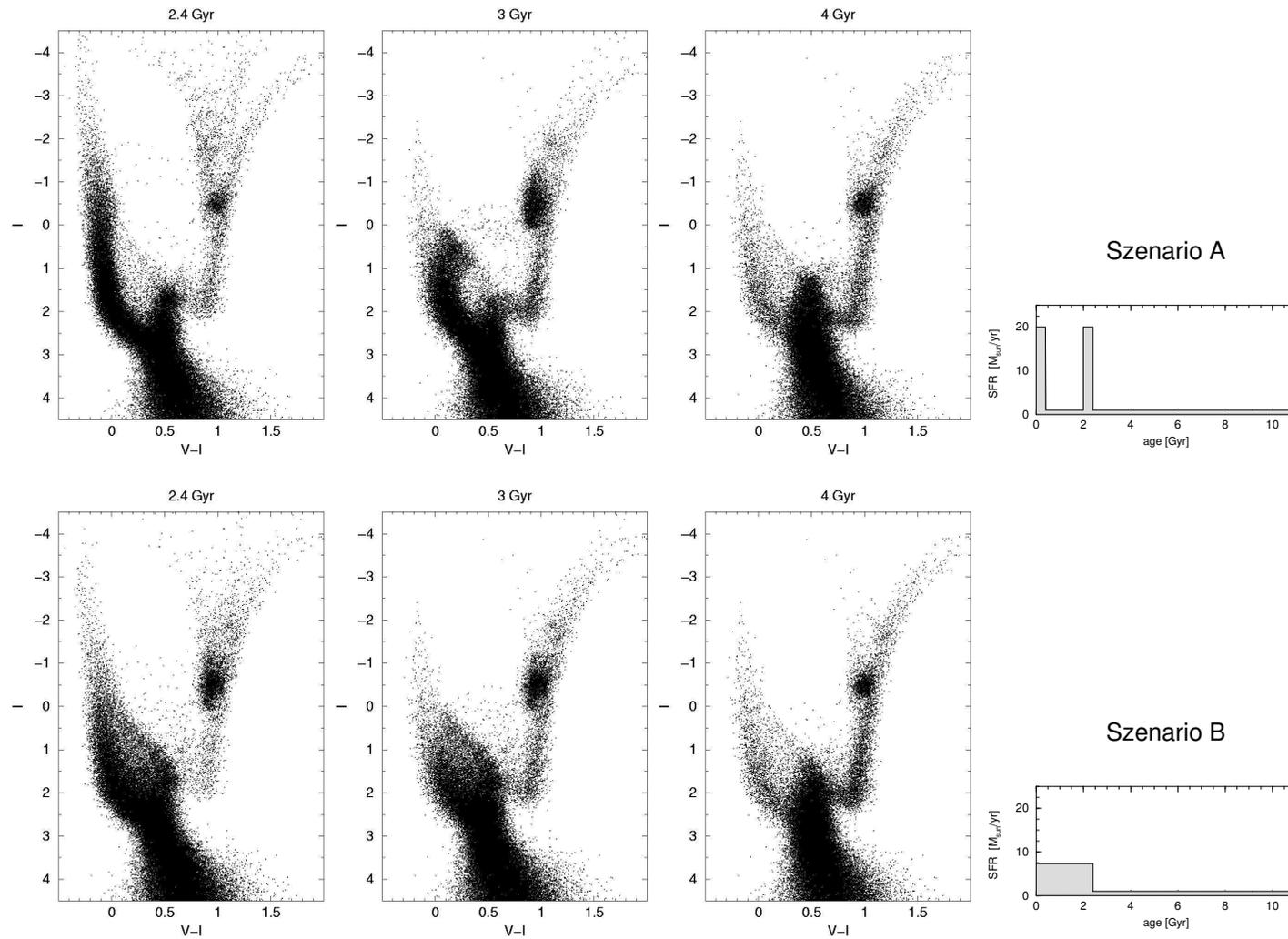


Abb. 4.8: CMDs in $(I, V-I)$ nach 2.4, 3 und 4 Gyr für das Szenario A (oben) bzw. B (unten); ganz rechts ist die dazugehörige SFH geplottet. Anzahl Sterne (2.4 Gyr): ca. 96000

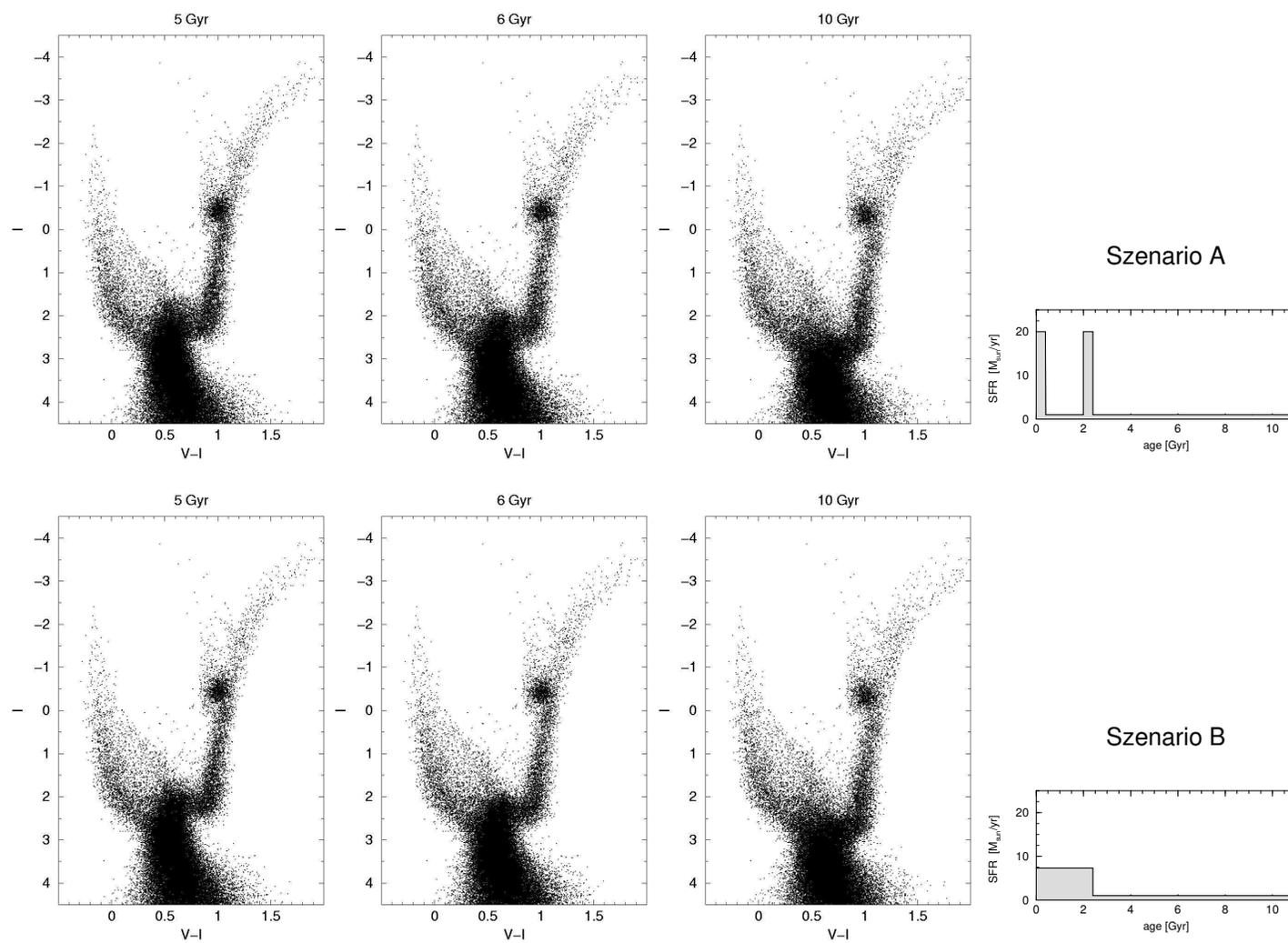


Abb. 4.9: CMDs in $(I, V-I)$ nach 5, 6 und 10 Gyr für das Szenario A (oben) bzw. B (unten); ganz rechts ist die dazugehörige SFH geplottet. Anzahl Sterne (10 Gyr): ca. 67000

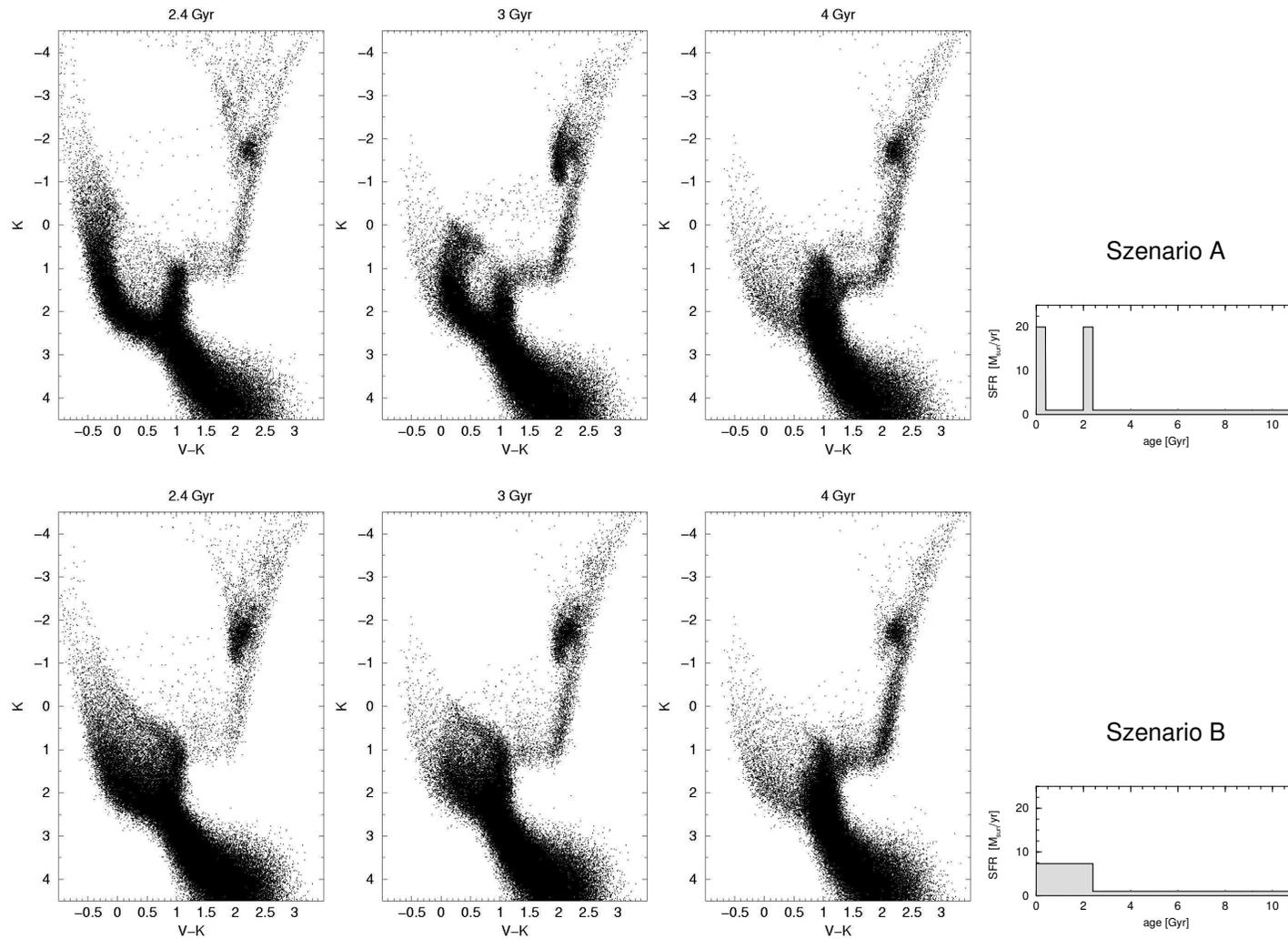


Abb. 4.10: CMDs in $(K, V-K)$ nach 2.4, 3 und 4 Gyr für das Szenario A (oben) bzw. B (unten); ganz rechts ist die dazugehörige SFH geplottet. Anzahl Sterne (2.4 Gyr): ca. 145000

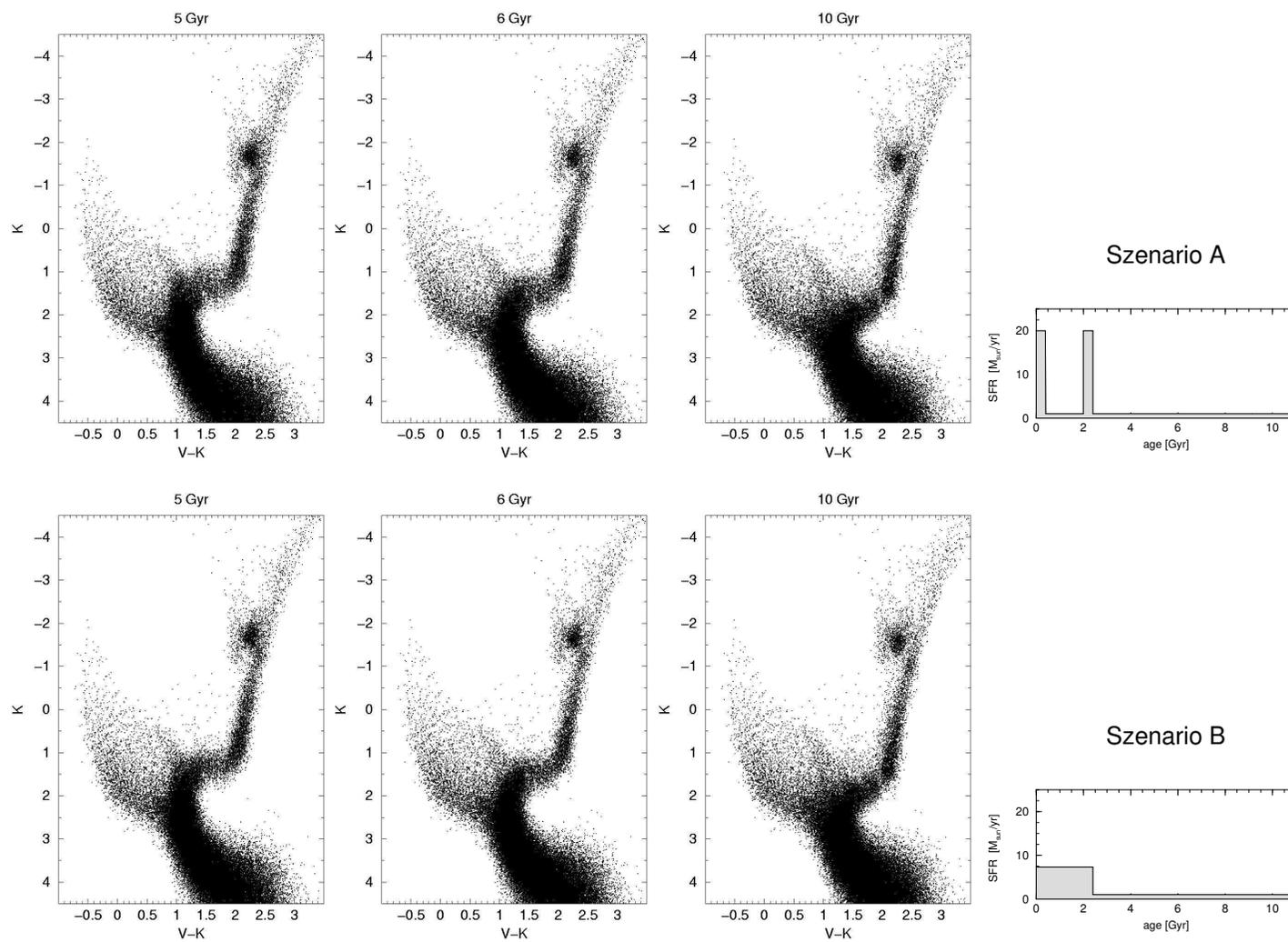


Abb. 4.11: CMDs in $(K, V-K)$ nach 5, 6 und 10 Gyr für das Szenario A (oben) bzw. B (unten); ganz rechts ist die dazugehörige SFH geplottet. Anzahl Sterne (10 Gyr): ca. 118000

Da in beiden Szenarien nach Ablauf von 2.4 Gjr jeweils gleich viele Sterne entstanden sind bzw. entstehen, ist die Anzahl der in den Abbildungen wiedergegebenen Sterne für festes Galaxienalter, aber verschiedene Bänder ein direktes Maß dafür, wie die Zahl der bis zu einem vorgegebenen Beobachtungslimit (hier: etwa 5 *mag*, siehe oben) beobachtbaren Sterne in Abhängigkeit der gewählten Bänder variiert.

So sind im $(K, V - K)$ - CMD fast doppelt so viele Sterne vorhanden als im CMD der Bänder $(B, U - B)$. Dies erklärt sich einfach daraus, dass die zahlenmäßig stärkste Population der Galaxie schon aufgrund der IMF von massearmen roten Sterne gebildet wird; zudem leben diese Sterne sehr lange, sind also auch lange Zeit nach ihrer Entstehung noch vorhanden. Da die Spektren dieser Population im K-Band eine stärkere spektrale Intensität aufweisen als etwa im B-Band, sind die diesen Sternen entsprechenden Bereiche im CMD im B-Band entsprechend leuchtschwächer, weshalb in diesem Band, bei vorgegebenem Beobachtungslimit, ein geringerer Anteil dieser Population zu sehen ist als beispielsweise im K-Band, in dem sie leuchtstärker sind. So ist bei 2.4 Gjr Galaxienalter im $(K, V - K)$ - CMD die Hauptreihe noch mehrere Magnituden unterhalb des ältesten MS-TOP erfasst, während letzterer im $(B, U - B)$ - CMD fast schon am Beobachtungslimit liegt.

Schwächere Leuchtkraft bedeutet aber nun auch, einen größeren Beobachtungsfehler zu haben; deshalb ist die Sternentstehungsgeschichte alter Populationen schon aus diesem Grunde im nahen Infrarot wesentlich besser zu rekonstruieren als am blauen Ende des visuellen Spektralbereichs, geschweige denn im UV.

Bei fester Rückblickzeit erweist sich als entscheidender Faktor der Auflösbarkeit alter Sternpopulationen also der aufgrund der in verschiedenen Bändern unterschiedlichen Absoluthelligkeiten der MS-TOPs gleichfalls sich ändernde Beobachtungsfehler. Den Abbildungen 4.4 bis 4.11 ist zu entnehmen, dass bei Benutzung etwa des B-Bandes der Beobachtungsfehler auf der Höhe des Abknickpunktes schon nach kurzer Zeit so groß wird, dass der MS-TOP zur Bestimmung der SFH praktisch völlig unbrauchbar ist.

Andererseits folgt aus analogen Überlegung wie denen des vorletzten Abschnittes, dass im B-Band massereiche Sterne leuchtkräftiger sind als im K-Band; im $(B, U - B)$ - CMD sollten demgemäß kurzlebige massereiche Sterne eine größere Rolle spielen bzw. einen größeren Anteil der erfassten Populationen ausmachen als in CMDs roterer Farben. Dies findet seine Bestätigung in der Tatsache, dass im $(B, U - B)$ - CMD nach 10 Gjr simulierter Galaxienentwicklung nur gut 50% der nach 2.4 Gjr noch vorhandenen Sterne

vorhanden sind, während es im $(K, V - K)$ - CMD immer noch etwa 80% sind.

Ferner folgt, dass die diesen massereichen Sternen entsprechenden Entwicklungsstadien nach bzw. bei Verlassen der Hauptreihe (also MS-TOP und Blue Loop) im $(B, U - B)$ - CMD besser aufgelöst sein sollten, was einer besseren Rekonstruierbarkeit der SFH gleichkommt. Da solche Sterne früh sterben, gilt dies jedoch nur für die in den letzten 500 Mjr entstandenen massereichen Sterne; der MS-TOP der 500 Mjr - Isochrone entspricht auch genau der Grenzmasse von $2.5 M_{\odot}$, welche die Blue Loop - Strukturen bildenden massereichen Sterne von den RC bildenden massearmen Sternen trennt.

In Abb. 4.12 und 4.13 finden wir die Überlegungen der letzten Abschnitte bestätigt⁴. Gezeigt werden hier die CMDs aller betrachteten Bandkombinationen für das 2-Burst Szenario A bei 2.4 Gjr Galaxienalter. Dieses Alter sowie das 2-Burst Szenario wurden gewählt, da zu diesem Zeitpunkt aus dem gerade zu Ende gehenden 2. Burst eine genügend große Population junger (d.h. bis zu einem Alter von 400 Gjr) Sterne vorhanden ist, andererseits aus dem ersten Burst aber auch eine von ersterem deutlich getrennte sowie hinreichend alte Population vorhanden ist. Dargestellt sind ferner Isochronen, die in ihrem Alter in etwa die in den beiden Bursts geborenen Sternpopulationen einhüllen. Zusätzlich wurde jeweils eine 160 Mjr - Isochrone eingefügt. Hier lässt sich nun beobachten, wie mit zunehmend roten Bändern die MS-TOPs⁵ alter Populationen deutlich leuchtschwächer, junger massereicher Populationen aber leuchtstärker werden. Auch ist sehr schön zu sehen, dass, wie oben behauptet, die MS-TOPs der massereichen Sterne bei roten Bandkombinationen schlechter zeitaufgelöst sind als bei blauerer Bändern. Die Helligkeitsdifferenz der MS-TOPs der 400 bzw. 160 Mjr alten Sternpopulation (entsprechend Massen von etwa 2.8 bzw. $4.1 M_{\odot}$) zum Beispiel sinkt von über $1.1 mag$ im B-Band um etwa $0.3 mag$ auf ca. $0.8 mag$ im K-Band ab. Gleichzeitig steigt die entsprechende Helligkeitsdifferenz des MS-TOPs der 2 bzw. 2.5 Gjr alten Populationen, wenn auch deutlich weniger, von etwa $0.5 mag$ auf knappe $0.6 mag$ an. Dies bestätigt unsere obigen Überlegungen.

⁴Die Isochronen wurden an der Stelle, nach der sich die massearmen Sterne zu Weißen Zwergen (andere Spätphasen der Sternentwicklung sind nicht erfasst) entwickeln, abgeschnitten.

⁵Als MS-TOP sei hier der Entwicklungsschritt auf den Isochronen definiert, bei dem die Phase der Kernkontraktion gerade begonnen hat, also unmittelbar nach Absterben des konvektiven H-Brenn-Kerns (das Endstadium letzterer Phase ist im Plot als kleiner Schlenker erkennbar).

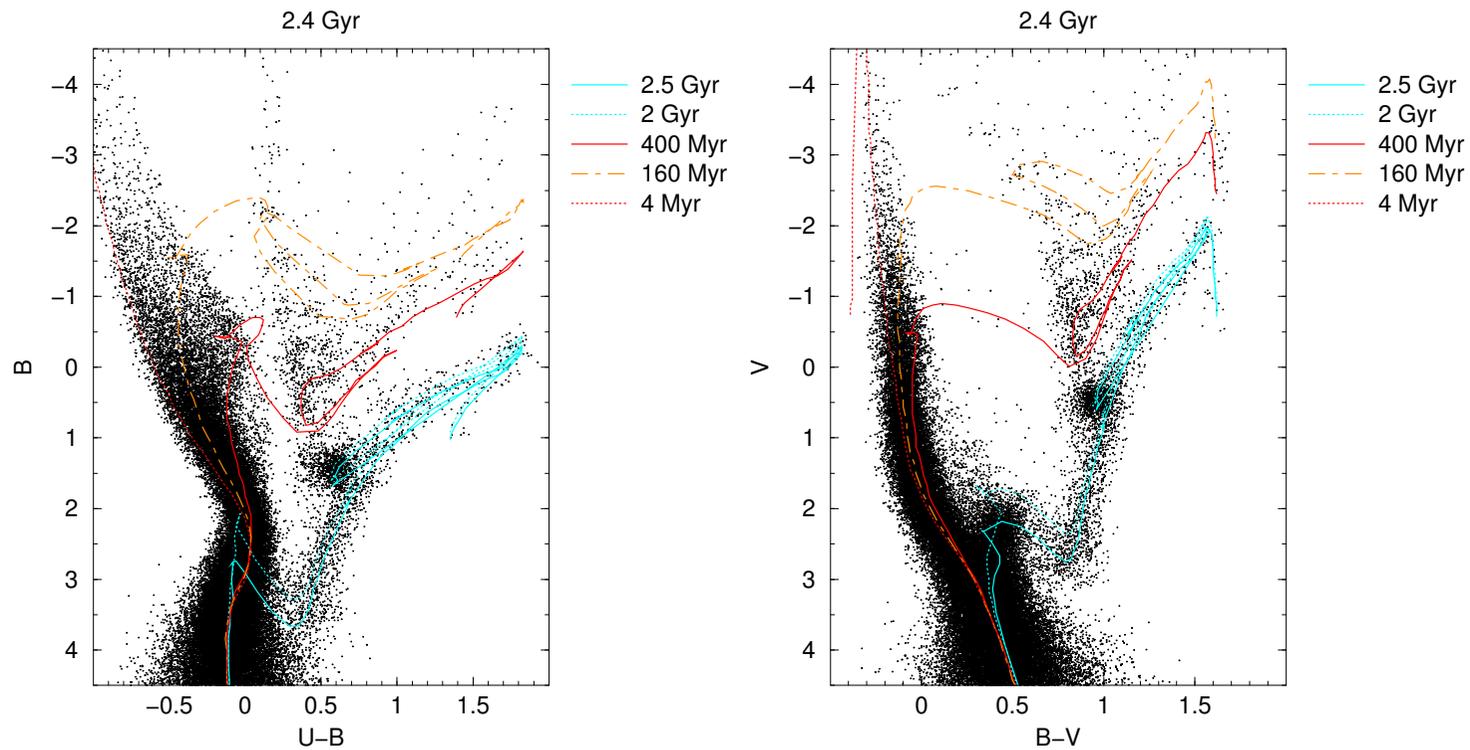


Abb. 4.12: CMDs in $(B, U-B)$ sowie $(V, B-V)$ nach 2.4 Gyr (**Szenario A**) mit Isochronen, welche in etwa dem Anfangs- und Endzeitpunkt der beiden Bursts entsprechen, also die in den Bursts entstandene Sternpopulation einhüllen. Die zusätzlich geplottete 160 Gyr - Isochrone entspricht dem Ort einer mitten im zweiten Burst entstandenen Population.

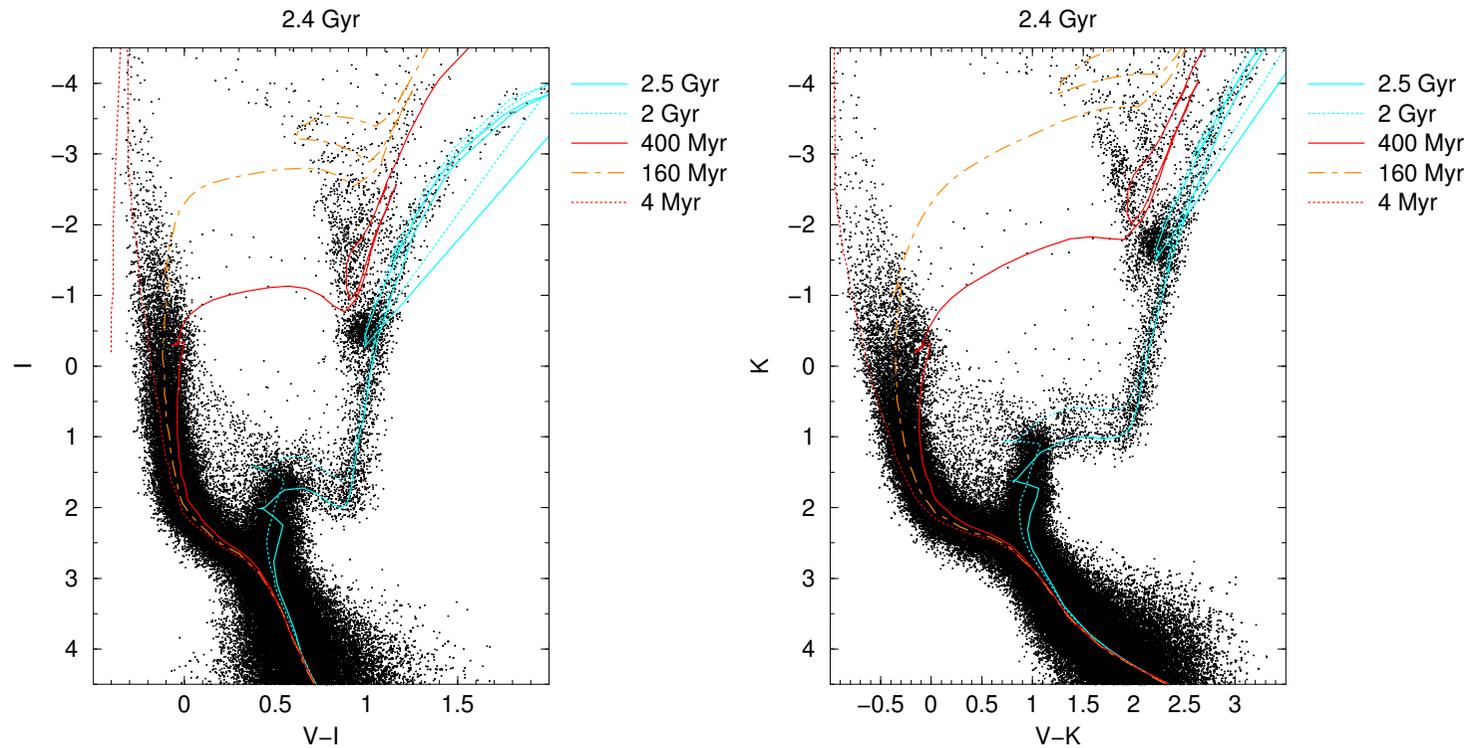


Abb. 4.13: CMDs in $(I, V-I)$ sowie $(K, V-K)$ nach 2.4 Gyr (**Szenario A**) mit Isochronen, welche in etwa dem Anfangs- und Endzeitpunkt der beiden Bursts entsprechen, also die in den Bursts entstandene Sternpopulation einhüllen. Die zusätzlich geplottete 160 Gyr - Isochrone entspricht dem Ort einer mitten im zweiten Burst entstandenen Population.

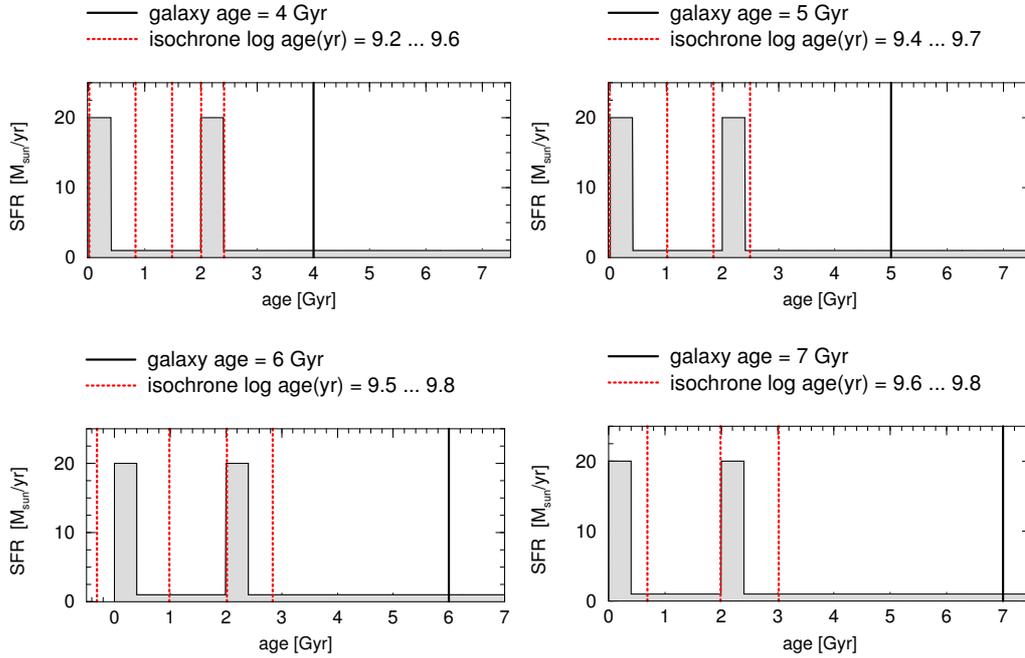


Abb. 4.14: Darstellung der von den benutzten Isochronen geleisteten Zeitauflösung der SFH im Szenario A in Abhängigkeit des Galaxienalters; die Isochronenalter sind als Rückblickzeiten zu lesen (siehe Text).

Ein limitierender Faktor der Rückblickzeit selber, in der zwei Burstereignisse noch als getrennt rekonstruiert werden können, ist, bei vorgegebenem zeitlichen Abstand und vorgegebener Stärke der Bursts, vor allem die Zeitauflösung der zur Rekonstruktion (bzw. Synthetisierung der CMDs) benutzten Isochronen. In Abb. 4.14 ist dieser Zusammenhang noch einmal veranschaulicht: Dargestellt ist die Sternentstehungsgeschichte von Szenario A mit Kennzeichnung des betrachteten Galaxienalters (= Zeitpunkt, von dem aus zurückgeblickt wird) sowie derjenigen Zeitpunkte, welche, vom Rückblickzeitpunkt aus in Richtung Vergangenheit gerechnet, dem Alter derjenigen Isochronen entsprechen, welche in etwa den Burstzeitraum erfassen. Bei 4 Gyr Galaxienalter z.B. sind dies fünf Isochronen der Alter $\log \text{age}$ (in Jahren) = 9.6 bis $\log \text{age}$ (in Jahren) = 9.2 (Schrittweite = 0.1). Die jüngste bzw. älteste Isochrone entspricht bei dieser kurzen Rückblickzeit genau dem Alter der am Ende des zweiten bzw. am Anfang des ersten Bursts entstandenen Sternpopulation.

Die Abbildungen zeigen nun deutlich, wie mit zunehmendem zeitlichem Abstand die Rekonstruierbarkeit von Burstdetails verloren geht. Bei 7 Gyr Ga-

laxienalter, immerhin über $4\frac{1}{2}$ Gjr nach Ende des letzten Bursts, gibt es nur noch zwei oder drei Isochronen, welche in etwa im Bereich der Burstereignisse liegen. Hier ist eine Einzelauflösung der Bursts natürlich nicht mehr möglich.

Dennoch sind auch bei verhältnismäßig großem zeitlichem Abstand und entsprechend schlechter Detailauflösung der SFH unter Umständen noch Aussagen über die Sternentstehungsgeschichte der Galaxie ableitbar. Diejenigen Isochronen, welche bei Szenario A zumindest in der Nähe des zweiten Bursts liegen, weisen nämlich höhere Besetzungszahlen auf als es die gleichen Isochronen im Szenario B tun. So lassen sich beispielsweise im $(K, V - K)$ - CMD die beiden Szenarien auch bei 5 Gjr Galaxienalter, also über $2\frac{1}{2}$ Gjr nach Ende des letzten Bursts, noch recht deutlich unterscheiden (siehe Abb. 4.11): Der Abknickpunkt erscheint bei Szenario A schon rein visuell deutlich dicker. 1 Gjr später ist dieser Effekt zwar noch schwach erkennbar; zur Bestätigung wären jedoch quantitative Analysen der Besetzungszahlverhältnisse nötig.

4.3 Fazit

Bei festem zeitlichen Abstand zweier Bursts ist die Rekonstruierbarkeit der SFH von mehreren Faktoren beeinflusst:

Liegen die Burstereignisse in fernerer Vergangenheit, so sind die limitierenden Faktoren einerseits der mit zunehmendem Alter der Populationen aufgrund des leuchtschwächer werdenden MS-TOPs zunehmende Beobachtungsfehler, andererseits die gleichzeitig abnehmende Zeitauflösung der Isochronen. Will man solche alten Burstereignisse rekonstruieren, so empfiehlt sich die Verwendung möglichst roter Bänder, da hierdurch das Problem des Beobachtungsfehlers verkleinert wird (die alten roten Populationen sind hier leuchtkräftiger).

Will man dagegen die SFH innerhalb des letzten halben Gigajahres, also die jüngste Vergangenheit der Galaxie aufklären, so empfiehlt sich hier die Benutzung möglichst blauer Bänder, da die von den massereichen Sternen gebildeten Blue-Loop Strukturen hier einerseits besser aufgelöst sind, andererseits ein größerer Anteil der jungen blauen Sterne im CMD überhaupt sichtbar ist. Das größte Problem ist hier nämlich die mangelnde Besetzungsdichte der von diesen massereichen Sternen gebildeten Strukturen im CMD; die MS-TOPs lassen sich hier kaum noch nutzen.

Bei fester Rückblickzeit ist die Verwendbarkeit von CMDs zur Aufklärung

der SFH also vor allem auch eine Funktion der verwendeten Bänder, und zwar in Abhängigkeit des aufzuklärenden Altersbereiches.

Es lässt sich festhalten, dass sich bei den untersuchten Szenarien relativ moderater Bursts, die in einem zeitlichen Abstand von 2 Gjr erfolgen, die Rückblickzeit im Vergleich zu den Spektren und Farben integrierten Lichts nicht wesentlich erhöhen lässt; der genaue Verlauf der SFH lässt sich innerhalb dieser etwa 4 Gjr umfassenden Rückblickzeit erwartungsgemäß jedoch eindeutig rekonstruieren.

In unseren Simulationen zeigte sich hierbei der MS-TOP als wichtigster Indikator vergangener (aber nicht jüngster) Sternentstehung; der wesentlich hellere Red Clump dagegen war nur innerhalb einer Rückblickzeit von höchstens einem Gigajahr brauchbar.

Allgemein erwarten wir, dass eine quantitative Analyse von Sternzahlen an verschiedenen Stellen der CMDs noch etwas detailliertere Rückschlüsse auf die SFH ermöglicht als eine rein qualitative Betrachtung bzw. ein nur visueller Vergleich, wie er hier durchgeführt wurde. Eine verbesserte Zeitauflösung der Isochronen würde zudem zu deutlich verbesserter Auflösbarkeit der SFH und insbesondere auch einer Erweiterung der Rückblickzeit führen. Dies ließe sich z.B. mittels Interpolation der vorhandenen Isochronen erreichen. Eine Ergänzung der Isochronen mit dem Horizontal Branch - Stadium sehr alter massearmer Sterne würde unter Umständen die Rekonstruierbarkeit der SFH sehr großer Alter erleichtern bzw. überhaupt erst ermöglichen; hier sind die Sternentwickler gefragt.

Kapitel 5

Die Sternentstehungsgeschichte eines Sternfeldes in der LMC

Nach den theoretischen Vorarbeiten der letzten Kapitel wollen wir unsere Ergebnisse nun mittels realer Daten eines Sternfeldes im Balken der Großen Magellanschen Wolke (Large Magellanic Cloud, LMC) vertiefen und untersuchen, welche Aussagen sich aus Rechnungen unseres Evolutionssynthesecodes über die SFH dieses Feldes machen lassen.

Kap. 5.2 untersucht das integrierte Licht dieses Sternfeldes und stellt damit den Beitrag unserer Arbeitsgruppe zu dem in der Einleitung skizzierten Projekt dar, die Ergebnisse verschiedener Methoden zur Analyse von Sternentstehungsvergangenheiten zu vergleichen. In Kap. 5.3 werden darüber hinaus auch die Ergebnisse einer Analyse des CMDs der aufgelösten Sternpopulation besagten Feldes kritisch gewürdigt und mit den vorigen Ergebnissen verglichen. Zunächst sollen jedoch kurz die wichtigsten Ergebnisse bisheriger Forschung zu Physik und Entstehungsgeschichte der LMC vorgestellt werden.

5.1 Die Große Magellansche Wolke

Die Große Magellansche Wolke gehört zur lokalen Gruppe; zusammen mit der Kleinen Magellanschen Wolke und unserer eigenen Galaxis bildet sie eine gravitativ gebundene Untergruppe. Die beiden Magellanschen Wolken sind eingebettet in eine gemeinsame Hülle aus HI, deren Fortsetzung, der Magellansche Strom, sich als schmales Band aus HI-Gas entlang eines großen

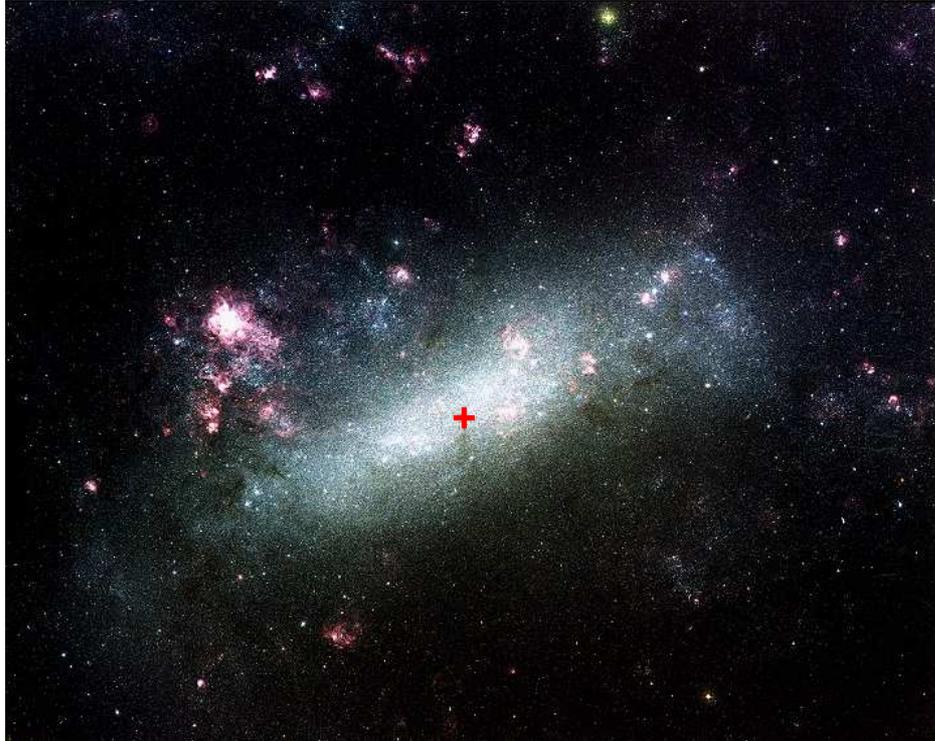


Abb. 5.1: *Optisches Bild des Balkens der LMC. Die ungefähre Lage des untersuchten Feldes ist mit einem Kreuz markiert (siehe Kap. 5.2).*

©Anglo-Australian Obs./Royal Obs. Edingburgh (AAO ref UKS 14)

Bogens über den galaktischen Südpol hinweg über etwa 100° Länge erstreckt. Es wird vermutet, dass das Gas von den Magellanschen Wolken oder deren Vorgängern abgestreift wurde. Die LMC darf also keinesfalls als nach außen hin abgeschlossenes System betrachtet werden (vergl. hierzu auch die Bemerkungen zu Beginn des 3. Kapitels).

Bei der LMC handelt es sich um eine irreguläre Zwerggalaxie mit Balken; der Typ wird mit Irr III-IV (van den Bergh) bzw. SB(s)m (de Vaucouleurs) angegeben. Die Koordinaten sind $\alpha(2000) = 5^h 19^m$, $\delta(2000) = -69^\circ 27'$. Sie hat eine Gesamtausdehnung von $10^\circ 50' \times 9^\circ 10'$, was bei einer Entfernung von 50 - 60 kpc (der genaue Wert ist umstritten) einem Durchmesser von rund 9 kpc entspricht; auf den Balken entfallen hierbei etwa $3^\circ \times 1^\circ$, was etwa 1.5×0.4 kpc entspricht. Die LMC ist also nur auf der Südhalbkugel der Erde zu beobachten, wobei der Beobachtungswinkel der Scheibe etwa $i = 33^\circ - 45^\circ$ beträgt. Als mittlere Metallizität der stellaren Population wird ein Wert von

etwa $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.30 \pm 0.04$ bzw. $Z \approx 0.01 = \frac{1}{2} Z_{\odot}$ angegeben. Alle hier gemachten Angaben stammen aus [Wes97] bzw. [vdB00].

Die Sternentstehungsgeschichte von Balken und Scheibe der LMC wird seit langem erforscht; den neuesten Untersuchungen lassen sich folgende allgemeine Ergebnisse entnehmen:

Etwa 50% der Sterne scheinen älter als 4 Gjr zu sein ([HGC⁺99]; siehe auch [GHM⁺98]).

In den letzten 3 bis 4 Gjr war die SFR der LMC deutlich erhöht, die SFR speziell des Balkens in den letzten 5-8 Gjr ([Ols99]), wobei sie über diesen Zeitraum relativ konstant blieb ([HGC⁺99]). Der Balken enthält also relativ mehr alte und mittelalte Sterne als die Scheibe ([HGC⁺99], [Ols99]); die älteste Population der LMC ist dabei etwa 14 Gjr alt ([Ols99]).

Im letzten Gjr gab es einen Peak der SFR ([Ols99]; siehe auch [HGC⁺99] sowie [SCGS02]).

Für letzteres spricht auch eine dynamischen Simulation des Magellanschen Systems ([GSF94]). Ihr zufolge hatten LMC und SMC vor etwa 0.2 bis 0.4 Gjr den geringsten Abstand seit je (ca. 7 - 10 kpc; mittlerer Abstand über die gesamte Lebenszeit: 20 kpc). Die genannte Arbeit geht von einem Alter beider Magellanscher Wolken von mindestens 11, wahrscheinlich 15 Gjr aus. Die in der Sternhaufenpopulation vorgefundene Lücke in den Haufenaltern zwischen 4(3) und 10(15) Gjr Rückblickzeit ([RSZ01], [GCBB95]) existiert nicht im Feld ([PSG⁺02], [GHM⁺98]), jedoch ist die SFR der Feldsterne v.a. der Scheibe während dieser Zeit erniedrigt (vergl. die aus CMD-Analysen gewonnene SFH in [Ols99], [HGC⁺99], sowie [SCGS02]).

5.2 SFH des LMC-Feldes im integrierten Licht

Im Rahmen des oben angesprochenen Projektes wurde im Dezember 2000 mit dem 3.6m ESO Teleskop auf LaSilla das integrierte Spektrum eines $2.5' \times 5'$ großen Feldes im Balken der Großen Magellanschen Wolke aufgenommen und von Emanuela Pompei sowie Danielle Alloin reduziert (Details zur Aufnahme können [AGF⁺02] entnommen werden).

Die ungefähre Lage des Feldes ist in Abb. 5.1 markiert; die genauen Koordinaten sind $\alpha(2000) = 5^{\text{h}}23^{\text{m}}17^{\text{s}}$ und $\delta(2000) = -69^{\circ}45'42''$. Das Spektrum erfasst in etwa den visuellen Spektralbereich. Der genaue Wellenlängenbereich lag ursprünglich zwischen 325 und 880 nm, wobei sich jedoch nur die Daten zwischen 380 und 800 nm als verlässlich erwiesen (private Mitteilung

von Danielle Alloin); zur Analyse wurde deshalb nur dieser Teil des Spektrums herangezogen.

In Abb. 5.2 (oben) ist das beobachtete Spektrum wiedergegeben. Es wurde unter Benutzung des Daten- und Bildbearbeitungspakets IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) entrötet¹. Hierfür wurde das Extinktionsgesetz von Cardelli et al. 89 ([CCM89]) benutzt; zur Ermittlung der für die entsprechenden Koordinaten geltenden Werte von $A_B = 0.324$ bzw. $A_V = 0.249$ wurde die Arbeit von Schlegel et al. 98 ([SFD98]) herangezogen. Zur besseren Übersicht sind in der Abbildung zusätzlich die Balmerlinien $H_\alpha - H_\eta$ gekennzeichnet.

Der untere Teil der Abbildung zeigt das gleiche Spektrum; die ursprüngliche Wellenlängenaufösung von etwa 2 \AA wurde jedoch auf die Auflösung der in unserem Modell verwendeten theoretischen Spektren von 20 \AA reduziert. Der Kontinuumsverlauf des so erhaltenen Spektrums ist so einfacher zu vergleichen mit dem der Spektren unserer Modelle (vergl. z.B. Abb. 5.3). Das bedeutet jedoch nicht, dass auch Tiefe oder Äquivalentbreite einzelner Spektrallinien ohne weiteres vergleichbar sind. In Kapitel 3.2 hatten wir dies trotz schlechter Auflösung zwar getan, jedoch nur zwischen Spektren simulierter Modellgalaxien. Den Vergleich bestimmter Linienfeatures unserer Modelle mit einem beobachteten Spektrum, welches künstlich verschlechtert wurde, halten wir für nicht sinnvoll.

In Abb. 5.2 (unten) sind zusätzlich die Filterfunktionen dreier *HST*-Filter gezeigt, deren Empfindlichkeitsbereich gerade noch innerhalb des beobachteten Spektrums liegt. Sie entsprechen in ihrem Verlauf in etwa den Filtern B, V und R des Johnson Systems (vergl. Kap. 2.1.4); der von letzteren erfasste Spektralbereich reicht in seinen Ausläufern jedoch teilweise über die Grenzen des beobachteten Spektrums hinaus, so dass sie hier nicht verwendet werden konnten.

Aufgrund der Ähnlichkeit ihrer spektralen Verläufe werden diese *HST*-Filter, wie in der Abbildung definiert, in diesem Kapitel der Einfachheit halber als B_{HST} , V_{HST} , bzw. R_{HST} angesprochen.

Wie bisher auch, benutzen alle in diesem Teilkapitel gerechneten Modelle eine konstante Metallizität von $Z = 0.008$, was von den verfügbaren Isochronen am ehesten dem oben angegebenen Literaturwert entspricht.

¹Diese Aufgabe übernahm dankenswerterweise Dr. Peter Weilbacher

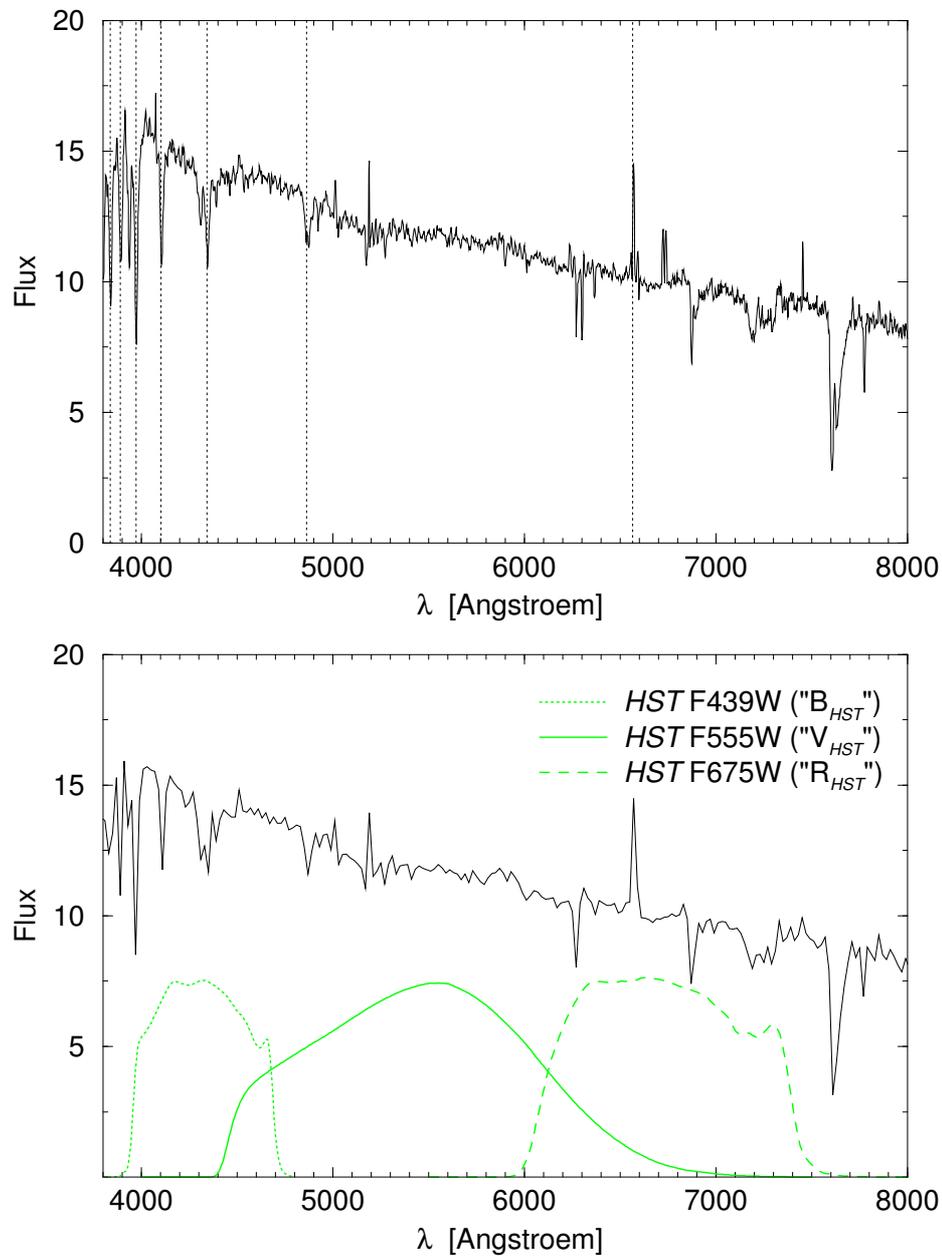


Abb. 5.2: **Oben:** Das integrierte Spektrum des LMC-Feldes (entrötet), mit Kennzeichnung der Balmerlinien (von rechts nach links) $H_\alpha - H_\eta$.

Unten: Das gleiche Spektrum, angepasst an die wesentlich geringere Auflösung unserer Modellspektren. Zusätzlich geplottet sind die Filterfunktionen der drei im Bereich des Spektrums liegenden HST-Filter (im Folgenden angesprochen als B_{HST} , V_{HST} , R_{HST}).

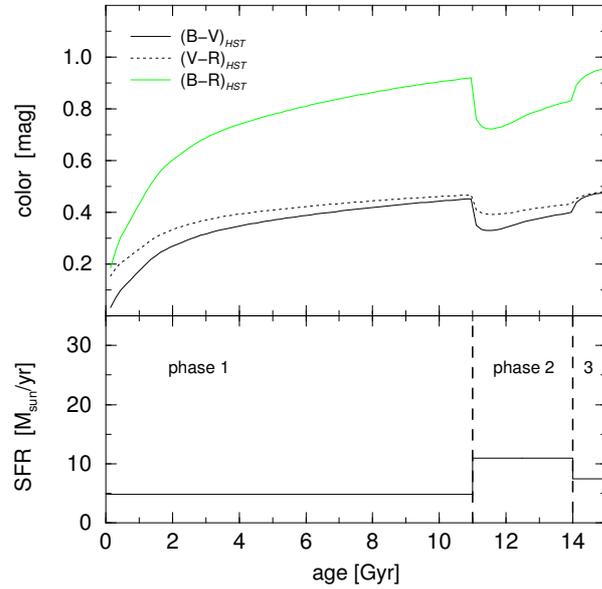


Abb. 5.3: **Oben:** Photometrische Entwicklung eines einfachen 3-Phasen-Szenarios; am rechten Rand sind die zu reproduzierenden Werte für (von unten nach oben) $(B-V)_{HST}$, $(V-R)_{HST}$ und $(B-R)_{HST}$ gekennzeichnet. **Unten:** Die zu obigem Szenario gehörige SFH.

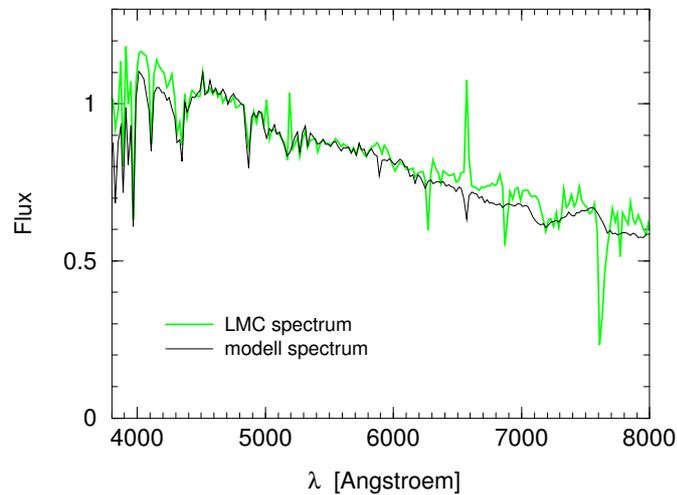


Abb. 5.4: Das zum 3-Phasen-Szenario obiger Abb. 5.3 gehörende Modell-spektrum (schwarz) nach 15 Gyr; zum Vergleich ist in grau das beobachtete LMC-Spektrum wiedergegeben (gleiche spektrale Auflösung). Beide Spektren sind bei 4810 \AA auf 1 normiert.

In Kap. 3 hatten wir gelernt, dass die Rückblickzeit, in der sich Burstszenarien noch unterscheiden lassen, bei etwa 1 Gjr liegt; in bestimmten Bändern sowie den Spektren ließ sich diese Zeit auf etwa 4 Gjr erhöhen. Änderungen der Sternentstehungsrate, die mehr als 4 Gjr in der Vergangenheit liegen, änderten die photometrischen Eigenschaften der Galaxie zumindest in den untersuchten Bändern (U bis K) in keinsten Weise.

Diesen Erkenntnissen zu Folge wollen wir bei unserem Versuch, zu Aussagen über die Sternentstehungsgeschichte des LMC-Feldes zu gelangen, von einem Szenario ausgehen, welches die SFH in nur drei Phasen jeweils fester Sternentstehungsrate einteilt. Die erste Phase reicht hierbei von der Geburt der Galaxie bis zu einem Alter von 11 Gjr, die zweite Phase geht von 11 Gjr bis 14 Gjr Galaxienalter, und die letzte Phase umfasst das letzte simulierte Lebensgigajahr der Galaxie von 14 Gjr bis heute. Die drei Phasen entsprechen damit Rückblickzeiten bis 1, bis 4, bzw. bis 15 Gjr in die Vergangenheit der Galaxie.

In Abb. 5.3 ist die photometrische Entwicklung einer Galaxie mit einer solchen einfachen SFH gezeigt. Hierbei beträgt die SFR innerhalb der ersten Phase $4.82 M_{\odot}/\text{Jr}$, in Phase 2 ist sie $11.00 M_{\odot}/\text{Jr}$, und in der dritten Phase $7.50 M_{\odot}/\text{Jr}$. Das Massenverhältnis der in den drei Phasen insgesamt entstandenen Sterne beträgt damit etwa $7.1 : 4.4 : 1.0$, wobei sich 1.0 auf die dritte Phase bezieht. Das Verhältnis der Stärken der SFR in den drei Phasen wurde hierbei so gewählt, dass die drei aus dem LMC-Spektrum errechenbaren Farben möglichst gut reproduziert werden. Die Abweichungen betragen in der Tat weniger als $\frac{1}{20}$ Magnitude; die aus dem integrierten Spektrum erhaltbaren Farben sind also sehr einfach modellierbar.

In Abb. 5.4 sind nun Modell- und beobachtetes Spektrum gemeinsam geplottet; sie wurden hierfür bei 4810 \AA , also im Kontinuums nahe bei H_{β} , auf 1 normiert. Eine Normierung war notwendig, da die Absolutstärken der Flüsse natürlich nur zwischen Modellspektren vergleichbar sind, nicht jedoch zwischen Modell und Beobachtung; die in der Abbildung angegebene Flusssskala ist demgemäß zufällig.

Vergleicht man beide Spektren, so fallen einige Abweichungen auf; deren genaue Lage und Stärke, d.h. in welchem Wellenlängenbereich die Abweichung wie groß ist, ist natürlich abhängig von der gewählten Normierungswellenlänge. Im vorliegenden Fall beträgt sie etwa 15% am blauen Ende, und knappe 10% am roten Ende der Spektren; das Modellspektrum hat dort jeweils zu wenig Fluss. Eine erste Vermutung führt zu der Annahme, dass bessere Übereinstimmung durch Erhöhung der SFR in Phase 1 sowie in Phase 3 zu erlangen ist, da hierdurch der Anteil blauer bzw. roter Sterne erhöht wird. Vor Beantwortung dieser Frage sind jedoch weitere Untersuchungen nötig.

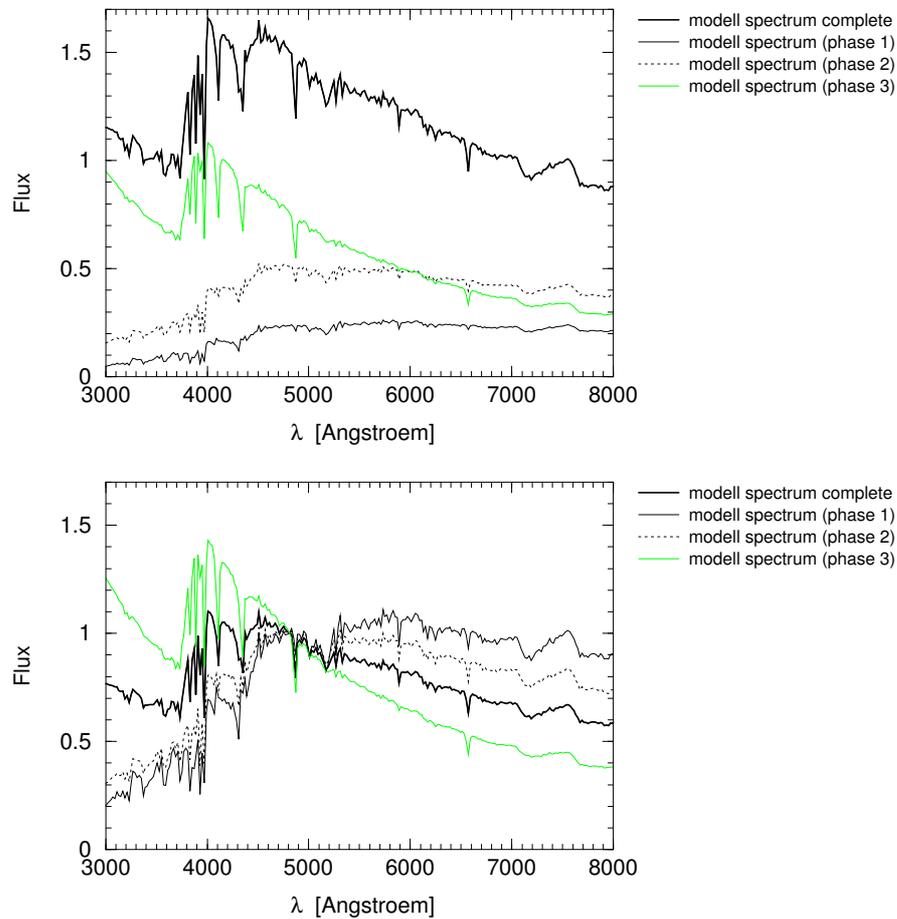


Abb. 5.5: Anteil der drei Sternentstehungsphasen am Gesamtspektrum des 3-Phasen-Szenarios. **Oben:** Unnormiert. **Unten:** Normiert bei 4810 Å.

Als erstes werden wir uns anschauen, welchen Einfluss die Teilspektren, die durch die in den drei Sternentstehungsphasen entstandenen Sterne erzeugt werden, auf das Gesamtspektrum des 3-Phasen-Szenarios haben. In Abb. 5.5 ist dies gezeigt, wobei der dargestellte Spektralbereich zum blauen Ende hin ein wenig erweitert wurde.

Im oberen Plot der Abbildung sind die absoluten Flüsse der Modellspektren wiedergegeben; die Teilspektren entstanden dabei, indem die SFR während der entsprechenden Phase beibehalten, im Rest der Entwicklungszeit jedoch auf Null gesetzt wurde. Ihm lässt sich also das Verhältnis der *absoluten* Stärken der drei Teilspektren untereinander und zum Gesamtspektrum sowie deren spektrale Abhängigkeit entnehmen. Im unteren Plot wurden alle Spektren

bei 4810 Å normiert. Er zeigt daher die *relative* Stärke der Teilspektren in Abhängigkeit vom Wellenlängenbereich.

Der Abbildung ist nun zu entnehmen, dass alle Sterne, die vor mehr als 4 Gyr entstanden sind (Phase 1), am roten Ende der Spektrums (bei 8000 Å) etwa 25% des Flusses der heutigen Galaxie liefern; dieser Anteil sinkt zu kürzeren Wellenlängen hin deutlich ab auf etwa 15% bei 4810 Å und nur noch 4% bei 3000 Å. Die während des viel kürzeren Zeitraums der Phase 2 entstandenen Sterne haben über einen weiten Bereich des Spektrums einen etwa doppelt so großen Flußanteil, da aus diesem Zeitraum heute noch wesentlich mehr Sterne leben. Abb. 5.5 unten zeigt jedoch, dass ihr relativer Einfluss zum roten Ende des Spektrums hin schwächer ist; hier zeigt sich, dass in Phase 1 wesentlich mehr extrem langlebige rote Sterne gebildet werden konnten als in der kürzeren Phase 2. Die Sterne der Phase 3 haben am roten Ende des Spektrums den geringsten Einfluss; im Bereich des R_{HST} - Bandes ist der absolute Fluss des entsprechenden Teilspektrums sogar niedriger als der der Phase 2, ist aber immer noch höher als der von Phase 1. Im Bereich des B_{HST} - Bandes dominiert er jedoch das Spektrum deutlich; hier machen sich die in dieser Phase gebildeten und teilweise noch immer lebenden massereichen blauen Sterne bemerkbar. Im Kontinuum zwischen H_γ und H_δ liefert er über 60% des Flusses; bei 3000 Å sind es bereits über 80%.

Bei 4810 Å liefern die Teilspektren der Phasen 1 und 2 zusammen etwa 50% des Gesamtflusses, also genauso viel wie das Teilspektrum der Phase 3 alleine. Bei kleinerer bzw. größerer Wellenlänge nimmt der Einfluss der jüngeren bzw. älteren Sternpopulationen zu; dies rechtfertigt die Normierung der Spektren bei dieser Wellenlänge. Festzuhalten ist hier allerdings auch, dass der aus Phase 3 stammende Fluss fast im gesamten Bereich des Spektrums, gerade auch am roten Ende, für den Kontinuumsverlauf des Gesamtspektrums, namentlich den Flussabfall zwischen 4000 und 8000 Å, bestimmend ist.

Zusammenfassend lässt sich also feststellen, dass das Licht im B_{HST} - Band von der SFR des letzten Gigajahres dominiert wird, während im R_{HST} - Band der Einfluss der beiden älteren Sternpopulationen größer ist; dies war nach den Untersuchungen des Kapitels 3 auch so zu erwarten. Im V_{HST} - Band ist der Einfluss der beiden älteren Sterngenerationen zusammen nur wenig größer als der der jüngsten Population allein.

Um die Sternentstehungsgeschichte des LMC-Feldes weiter eingrenzen zu können, wollen wir die SFR unseres 3-Phasen-Szenarios nun systematisch variieren. Zunächst werden wir dabei die Zahl der in den einzelnen Phasen insgesamt entstehenden Sterne unberührt lassen, sondern lediglich den Zeit-

raum, in dem diese Sterne entstehen, ändern. Die Abb. 5.6 zeigt mit den Szenarien a) bis e) sechs solcher Variationen; die dazugehörigen Modellspektren sind, wieder gemeinsam mit dem beobachteten Spektrum des LMC-Feldes, in Abb. 5.7 wiedergegeben. Die Variationen entstehen, indem für jede Phase die gesamte Sternentstehung jeweils auf einen im Vergleich zur Phasendauer kurzen Zeitraum am Ende bzw. Beginn der Phase konzentriert wird; während der restlichen Zeit der Phase ist die SFR komplett auf Null gesetzt. So beginnt beispielsweise in Szenario a) die SFH der Galaxie mit einem 2 Gjr andauernden Burst, worauf die SFR für 9 Gjr gleich Null ist. In Szenario b) dagegen entsteht die Galaxie überhaupt erst nach 9 Gjr (gemessen an der „Zeitrechnung“ der anderen Szenarien), dann aber mit genau dem gleichen Burstverlauf wie im vorigen Szenario. Die weitere Entwicklung der Galaxie findet dann wieder gemäß des oben beschriebenen 3-Phasen-Modells statt. Dieses Muster der Variation wurde für alle drei definierten Sternentstehungsphasen durchgeführt.

Entsprechend den Erfahrungen aus Kap. 3 haben solche Variationen im optischen Spektralbereich nur sehr geringen Einfluss auf die spektrophotometrischen Eigenschaften der Galaxie, solange sie nicht innerhalb des letzten Gigajahres stattfinden. Dies hat weitreichende Konsequenzen für die Rekonstruierbarkeit der SFH des Feldes aus integriertem Licht. Besonders beeindruckend zeigt dies ein Vergleich der Szenarien a) und b); hier zeigt sich, dass allein aufgrund von im optischen gemessenen Farben nicht entscheidbar ist, ob eine Galaxie 15 Gjr oder nur 6 Gjr alt ist! Nicht weniger erstaunliche Ergebnisse zeitigt ein Vergleich der Szenarien c) und d): Auch hier ist in den optischen Bändern praktisch nicht unterscheidbar, ob vor 1 bis 2 Gjr ein Burst recht hoher Stärke stattfand, oder ob im besagten Zeitraum die Sternentstehung komplett ruhte.

Hervorzuheben ist, dass bei Variation der SFH in Phase 1 und 2 auch in den Spektren die Unterschiede verschwindend gering bleiben: Bei Konzentration der Sternentstehung an den Anfang der jeweiligen Phase haben die Spektren bei unserer Normierung am blauen Ende ein wenig mehr, am roten Ende sehr wenig weniger Fluss; die Galaxie ist also etwas blauer (was sich, nicht messbar, auch in der Farben zeigt). Dies erklärt sich aus dem Fehlen der zwischen 2 und 11 bzw. zwischen 12 und 14 Gjr Galaxienalter entstandenen roten Sterne; viele Sterne der zwar umfangreicheren älteren Population sind dagegen schon gestorben. Im umgekehrten Fall, also bei Konzentration der Sternentstehung ans Ende der jeweiligen Phase, ist die Galaxie entsprechend roter, was sich aus ähnlichen Überlegungen erklärt. Hierbei macht es keinen Unterschied, ob die Variation in Phase 1 oder in Phase 2 durchgeführt wird;

Farben wie Spektren der Szenarien a) und c) bzw. der Szenarien b) und d) gleichen sich fast exakt!

Messbare Unterschiede zeigen sich erst bei Variation der SFR innerhalb des letzten Gigajahres, also in Zone 3: Ist die Sternentstehungsrate während des letzten halben Gigajahres Null, so zeigt sich die Galaxie etwa in $(B-R)_{HST}$ um etwa $\frac{1}{4}$ Magnitude roter, da sämtliche massereichen blauen Sterne fehlen (wir sahen in Kap. 4.2, dass diese Sterne nicht länger als 500 Mjr leben). Im umgekehrten Fall, in dem die SFR während letzten 500 Mjr doppelt so groß ist wie in der unveränderten Phase 3, ist die Galaxie entsprechend blauer; in $(B-R)_{HST}$ um knappe 0.2 Magnituden; entsprechend dem Verlauf des Teilspektrums der Phase 3 (siehe Abb. 5.5) ist der Unterschied zur unveränderten Phase 3 in $(B-V)_{HST}$ in beiden Fällen etwa doppelt so groß als in $(V-R)_{HST}$. Beide Szenarien lassen sich erwartungsgemäß auch deutlich in den Spektren unterscheiden.

Die in den Abb. 5.8 bzw. 5.9 wiedergegebenen Szenarien g) bis l) zeigen die Ergebnisse einer anderen Art von Variation unseres 3-Phasen-Modells: Hier wurde für jede Phase die SFR verdoppelt bzw. halbiert; die Zahl der insgesamt entstandenen Sterne bleibt also *nicht* gleich.

Bei Änderung der SFH in den Phasen 1 und 2 zeigen sich dabei in Farben wie Spektren etwas größere Abweichungen als bei den weiter oben besprochenen Variationen, wobei sich die Szenarien g) und i), bei denen die SFR in Phase 1 bzw. 2 jeweils verdoppelt wird, als auch die der Szenarien h) und j), in denen die SFR jeweils halbiert wird, wieder fast exakt gleichen: Bei Verdopplung der SFR erhöht sich der Anteil langlebiger roter Sterne, was eine entsprechend rottere Galaxie zur Folge hat, bei Halbierung erniedrigt er sich entsprechend, so dass die Galaxie blauer wird.

Bei Verdopplung bzw. Halbierung der SFR in Phase 3 dagegen sind die Folgen genau umgekehrt: Entstehen im letzten Gigajahr mehr Sterne, so wird die Galaxie blauer, da viele der hier gebildeten massereicheren Sterne noch leben und sich das Zahlenverhältnis der blauen zu den roten Sternen entsprechend ändert. Im Spektrum zeigt sich dies als Erhöhung des Flusses am blauen Ende des Spektrums bzw. Erniedrigung am roten Ende, was bei unserer Normierung das gleiche bedeutet. Entstehen in Phase 3 weniger Sterne, wird die Galaxie mit analoger Begründung roter.

Hervorzuheben ist, dass bei den Szenarien g) bzw. i), also bei Vermehrung der alten bzw. mittelalten Population, der Kontinuumsverlauf der Spektren zwischen 4500 und 8000 Å erstmals sehr gut mit demjenigen des LMC-Feldes übereinstimmt. Dafür ist die Übereinstimmung am blauen Ende des Spektrums schlechter; das Modellspektrum hat hier deutlich zu wenig Fluss.

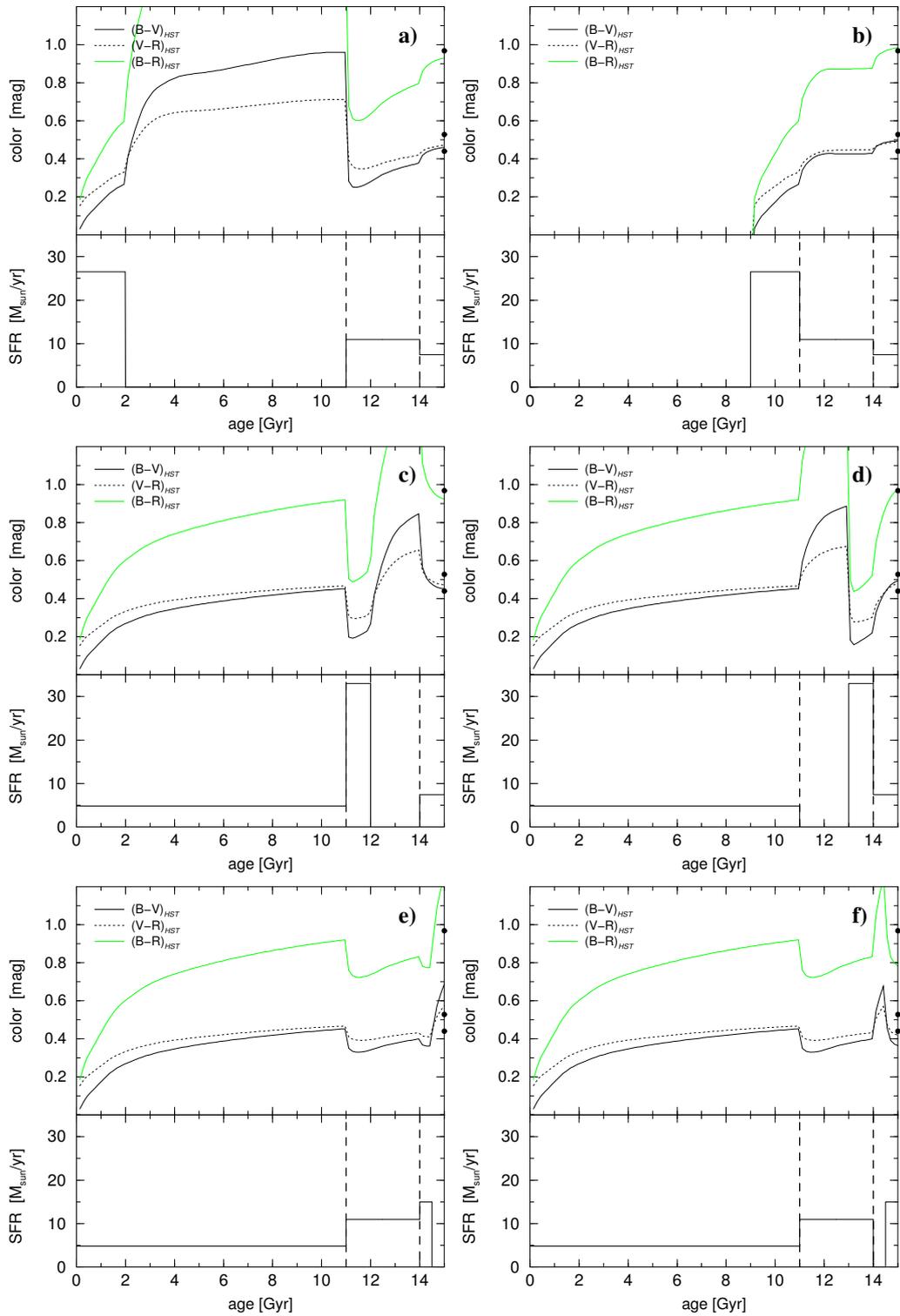


Abb. 5.6: Wie Abb. 5.3 (3-Phasen-Szenario), aber Variation der Sternentstehungsrate (**oben:** in Phase 1; **mitte:** in Phase 2; **unten:** in Phase 3) dergestalt, dass die Gesamtzahl der in jeder Phase entstandenen Sterne jeweils unberührt bleibt

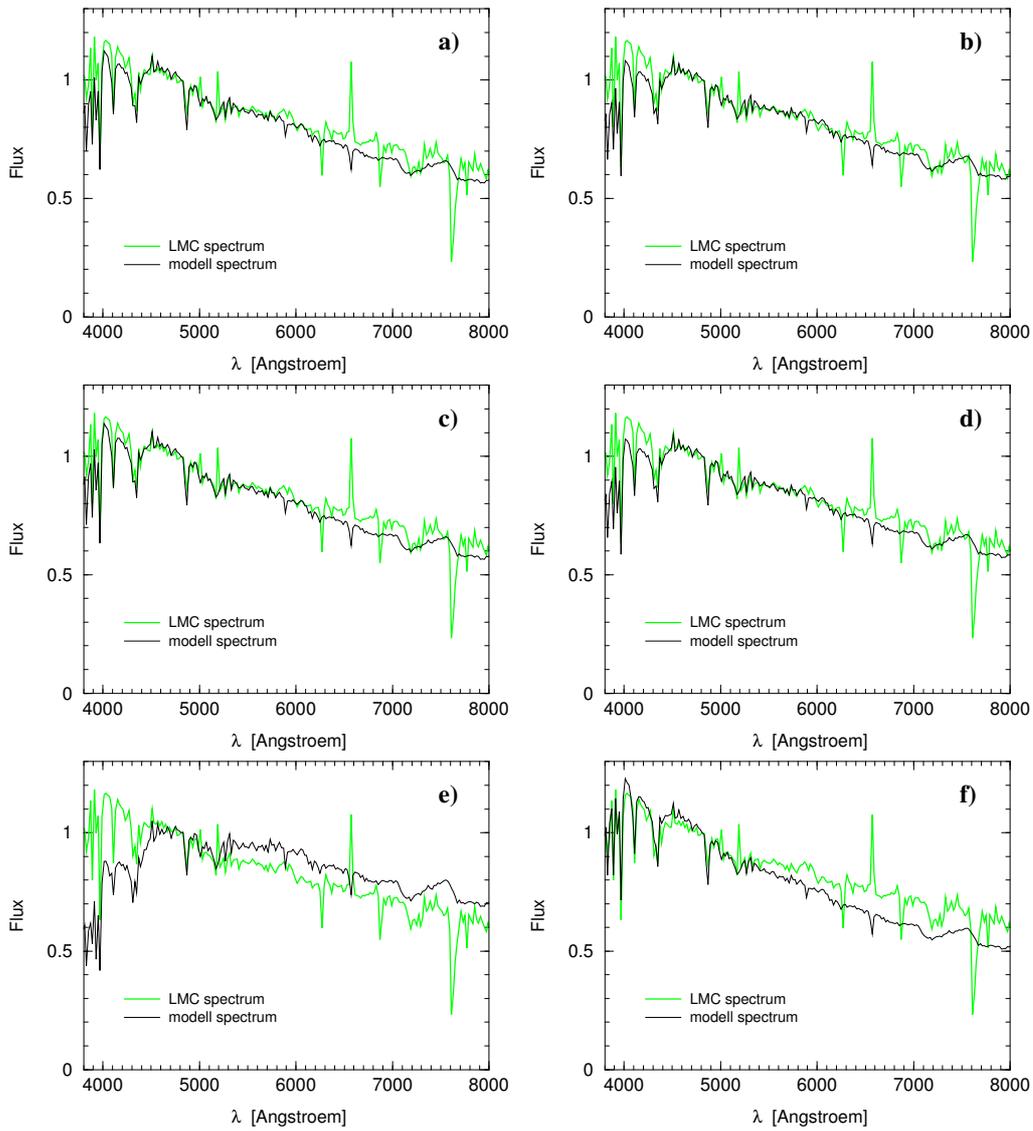


Abb. 5.7: Die zu den Szenarien voriger Abb. 5.6 gehörenden normierten Spektren (wie Abb. 5.4)

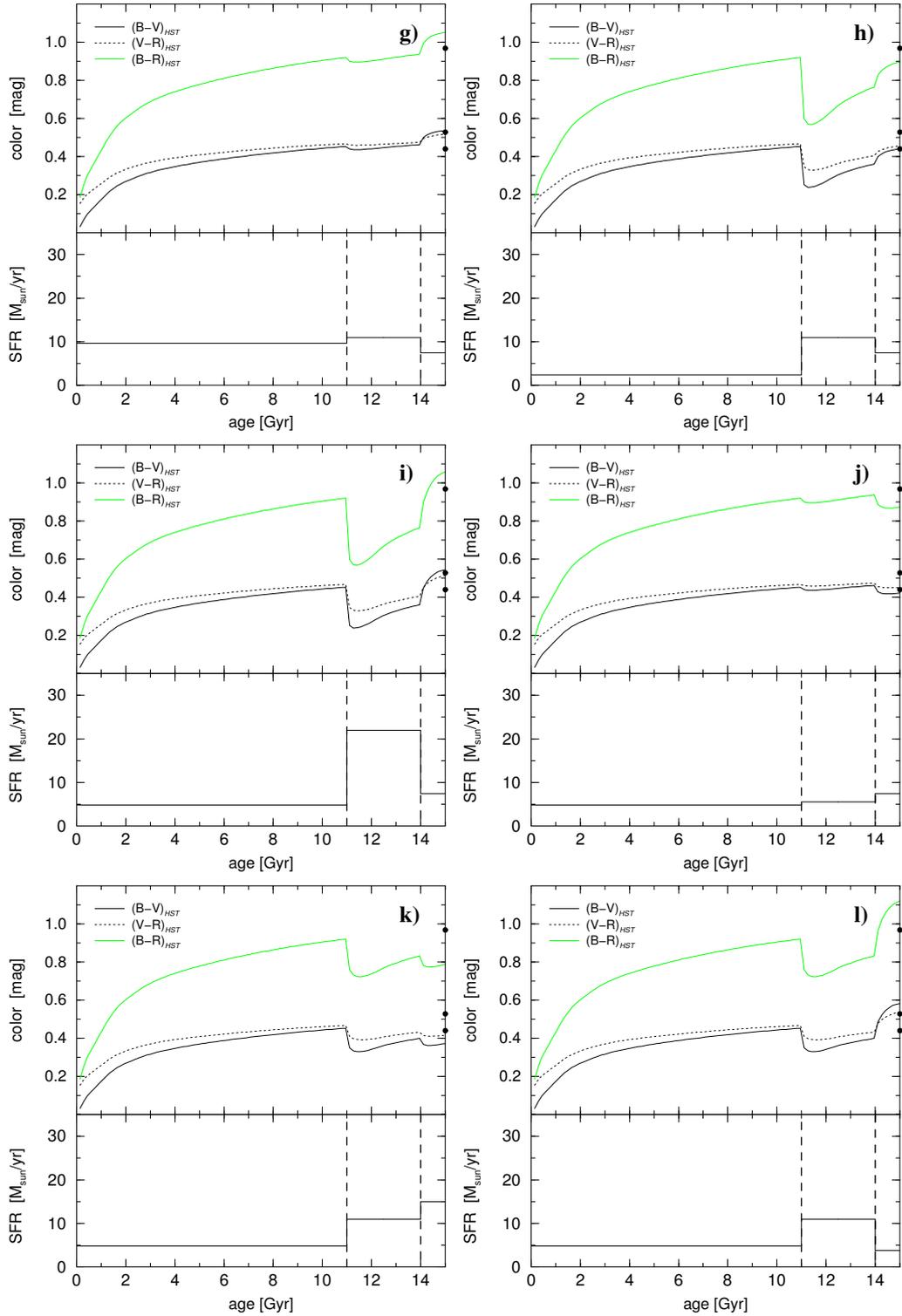


Abb. 5.8: Wie Abb. 5.3 (3-Phasen-Szenario), aber Verdopplung (links) bzw. Halbierung (rechts) der Sternentstehungsrate in Phase 1 (oben), 2 (mitte) bzw. 3 (unten)

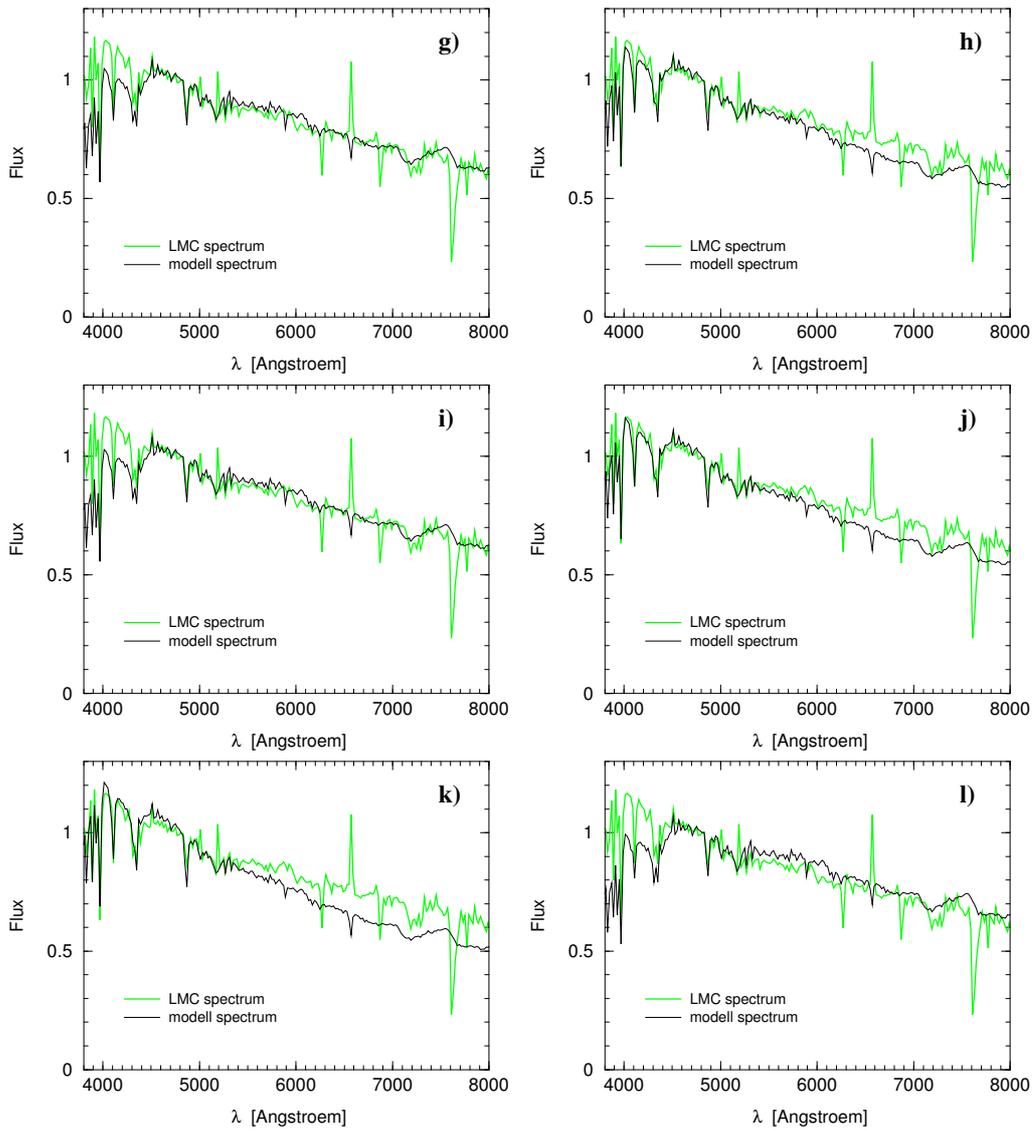


Abb. 5.9: Die zu den Szenarien voriger Abb. 5.8 gehörenden normierten Spektren (wie Abb. 5.4)

5.2.1 Fazit

Aus unseren Untersuchungen haben wir gelernt, dass wir, ausgehend von unserem 3-Phasen-Szenario, zur erfolgreichen Simulation des beobachteten Spektrums im Bereich des V_{HST} und R_{HST} - Bandes offenbar den Anteil alter roter Sterne erhöhen müssen; eine Änderung wie in Szenario g) oder i) ergab eine sehr gute Übereinstimmung in einem großen Wellenlängenbereich. Andererseits muss jedoch auch der Anteil junger oder sehr junger Sterne erhöht werden, um Übereinstimmung am blauen Ende des Spektrums zu erreichen. Es zeigte sich, dass dann aber der Fluss im restlichen Teil des Spektrums zu niedrig ist, was sich aus Verlauf und Stärke des Teilspektrums der Phase 3 (vergl. Abb. 5.5) sehr einfach erklärt.

Zur erfolgreichen Reproduktion des beobachteten Spektrums müsste also ein Kompromiss gefunden bzw. ein relativ komplexer Verlauf der SFH betrachtet werden; da dies de facto Populationssynthese bedeutet, erweist sich solch ein Fit mittels eines Evolutionssynthesemodellens als äußerst schwierige Aufgabe. Da die spektrophotometrischen Eigenschaften einer Galaxie insbesondere sehr empfindlich von der SFH des letzten Gigajahres abhängen (je kürzer die Rückblickzeit, desto empfindlicher), die Möglichkeiten der Variation in diesem Zeitraum aber natürlich sehr vielfältig sind, war es nicht möglich, einen solchen Kompromiss zu finden. Zu den Schwierigkeiten eines manuellen Fits kommen verschiedene andere Unsicherheiten hinzu: So enthalten die von uns verwendeten Modellspektren nur Absorptions-, nicht jedoch Emissionslinien; hinzu kommen Unsicherheiten des korrekten Wertes zur Entrötung der Spektren, eine eventuelle (hier nicht berücksichtigte) Alters-Metallizitäts-Relation der Sterne, allgemeine Modellunsicherheiten, sowie eventuelle Unsicherheiten bei Aufnahme und Reduktion des integrierten Spektrums.

Zu bemerken ist jedoch, dass jeder Versuch eines Fits, der die Farben erfolgreich reproduzierte, zu Spektren führte, die dem des 3-Phasen-Szenarios sehr ähnlich sind. Im nächsten Kapitel wird sich zeigen, dass die mittels CMD-Analyse gewonnene sehr komplexe SFH des Feldes ebenfalls ein Spektrum liefert, welches sich von dem des 3-Phasen-Szenarios kaum unterscheidet!

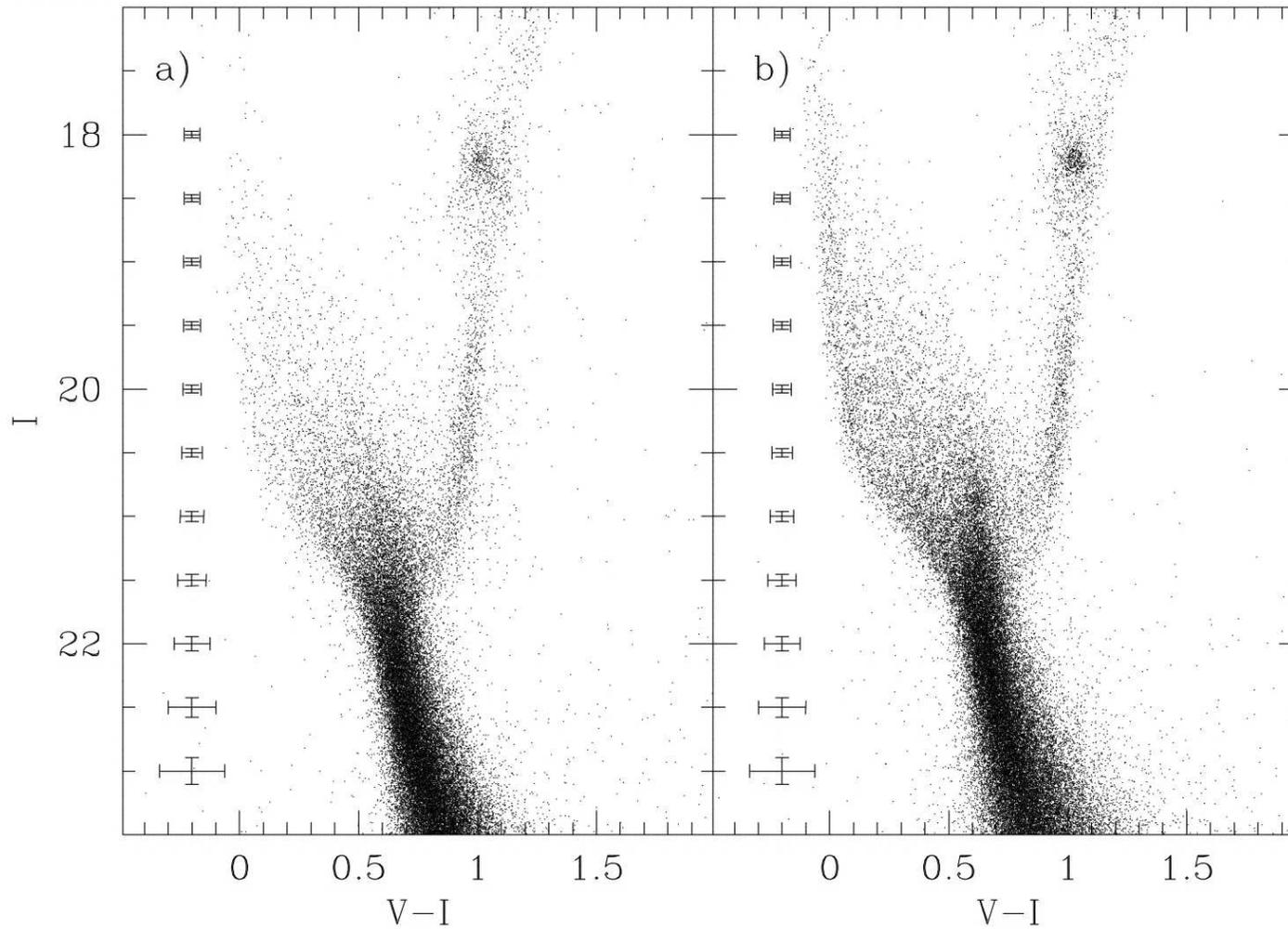


Abb. 5.10: **Rechts** ist das Color-Magnitude-Diagramm des untersuchten Feldes im Balken der LMC wiedergegeben (Sternpopulation aufgenommen und photometriert mit HST WFPC2, Okt.-Nov. 1997 unter HST Guest Observer Proposal 7382; PI = Smecker-Hane. Die Abbildung wurde entnommen aus [SCGS02]) Die linke Seite bezieht sich auf ein Feld in der Scheibe der LMC. Anzahl Sterne pro Feld: ca. 100000

5.3 Die SFH des LMC-Feldes aus einer CMD-Analyse: Diskussion und Vergleich

5.3.1 Die SFH von Smecker-Hane et al. im CMD

Wie in Kap. 1 bereits erwähnt, existierte zum Zeitpunkt der Aufnahme des integrierten Spektrums bereits eine *HST* WFPC2 - Aufnahme des selben Sternfeldes. Sie entstand Okt.-Nov. 1997 unter *HST* Guest Observer Proposal 7382; PI war Tammy Smecker-Hane.

In Abb. 5.10 (rechts) ist das CMD wiedergegeben, welches mittels dieser Aufnahme konstruiert wurde (die linke Seite der Abbildung bezieht sich auf ein Feld in der Scheibe der LMC und interessiert hier nicht weiter); die Abbildung wurde entnommen aus [SCGS02]. In zitierter Arbeit präsentieren Smecker-Hane et al. eine mögliche Sternentstehungsgeschichte des Feldes, welche sie aus einer Analyse des CMDs gewonnen haben. Diese SFH soll im Folgenden näher untersucht sowie mit den bisherigen Ergebnissen verglichen werden.

Smecker-Hane et al. geben für die Sterne des untersuchten Feldes eine mittlere Metallizität von $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -0.6$ an, was einem Wert von $Z \approx 0.005 = \frac{1}{4} Z_{\odot}$ entspricht. Alle Modelle, welche die von ihnen angegebene SFH benutzen bzw. als Ausgangspunkt nehmen, benutzen daher die diesem Wert am nächsten kommenden Isochronen der Metallizität $Z = 0.004$.

Als Entfernungsmodul geben Smecker-Hane et al. $(m - M)_o = 18.5 \text{ mag}$ an, als Extinktion $E(B - V) \approx 0.05 \text{ mag}$; dies entspricht in etwa einem Wert von $E(V - I) \approx 0.1 \text{ mag}$. Farbe und scheinbare Helligkeit der im Folgenden wiedergegebenen simulierten CMDs wurden gemäß dieser Werte korrigiert.

Die von Smecker-Hane et al. veröffentlichte SFH ist in Abb. 5.11 unten wiedergegeben; sie wurde nach [SCGS02] reproduziert und in 4 farblich getrennt wiedergegebene Phasen aufgeteilt, welche die relativ starke Sternentstehung zu Beginn der Entwicklung (0 bis etwa 3.1 Gjr Galaxienalter), die darauf folgende Ruhephase nur schwacher Sternentstehung (in etwa zwischen 3.1 und 9 Gjr), die Phase relativ starker Sternbildung zwischen 9 und etwa 13.25 Gjr, sowie die Phase stark variabler Sternentstehung der letzten $1\frac{3}{4}$ Gjr (etwa 13.25 bis 15 Gjr) erfassen.

In Abb. 5.11 oben links ist das mittels dieser SFH sowie den oben genannten Daten für Metallizität, Entfernungsmodul und Extinktion simulierte CMD wiedergegeben. Der gezeigte Magnitudenbereich in Farbe und scheinbarer Helligkeit wurde an das beobachtete CMD angepasst. Dies soll jedoch nicht

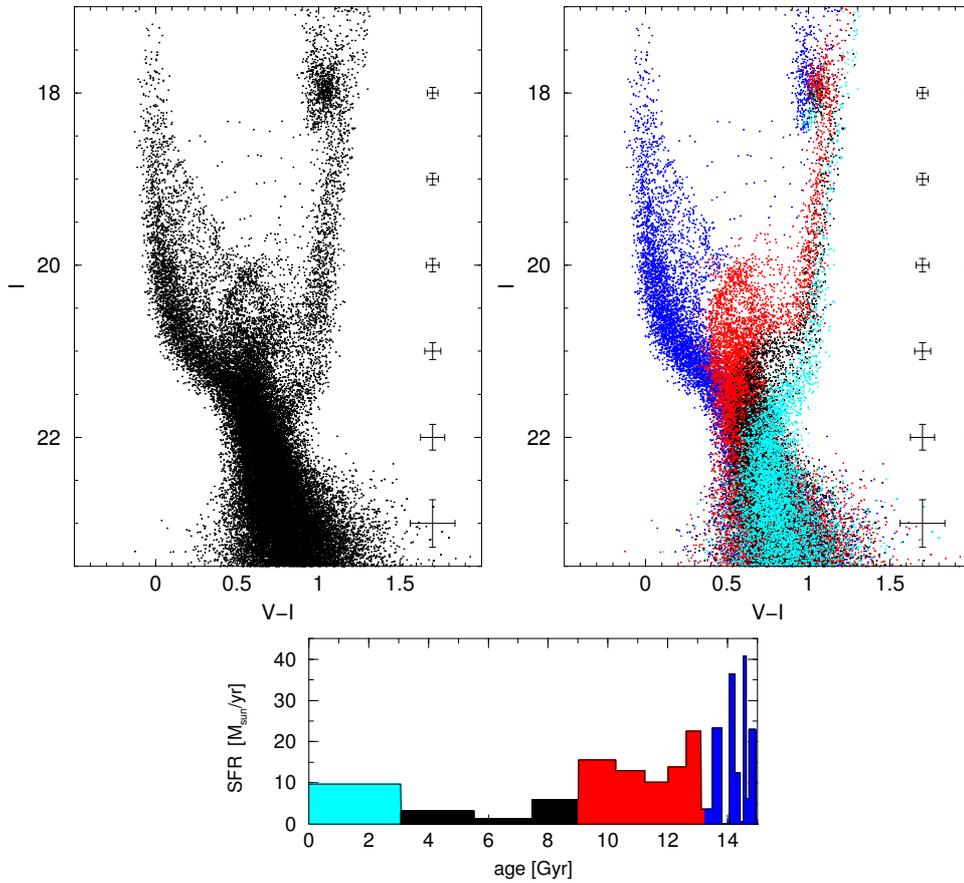


Abb. 5.11: **Links oben:** Simuliertes CMD bei 15 Gyr Galaxienalter gemäß der SFH von Smecker-Hane et al. **Rechts oben:** Gleiches CMD, aber mit farblicher Kennzeichnung der unten definierten Altersbereiche. **Unten:** SFH von Smecker-Hane et al., reproduziert nach [SCGS02]

dazu verleiten, unsere Modell-CMDs mit dem aus Beobachtung gewonnenen CMD direkt zu vergleichen; die möglichst genaue Reproduktion der Beobachtungsdaten soll lediglich dazu dienen, bei einem Vergleich der simulierten CMDs *untereinander* nur solche Eigenschaften zu beachten, welche im vorliegenden CMD des LMC-Feldes auch beobacht- und interpretierbar sind. So geben Smecker-Hane et al. in zitierter Arbeit z.B. an, dass MS-TOPs von Populationen jünger als 200 Mjr, was im vorliegenden Fall einer scheinbaren Helligkeit des Abknickpunktes von $I \gtrsim 16.5 \text{ mag}$ entspricht, aufgrund mangelnder Sterndichte nicht mehr messbar sind.

Der simulierte Beobachtungsfehler wurde im Vergleich zu dem im 4. Kapitel benutzten um $\frac{1}{3}$ reduziert; Δ_{V-I} entspricht damit ebenfalls dem von Smecker-

Hane angegebenen Wert (nach wie vor gilt aber $\Delta_I = 2 \cdot \Delta_{V-I}$; vergl. hierzu die Bemerkungen auf S. 39). Dies macht nun allerdings Einflüsse der begrenzten Anzahl von Isochronen und Massenschritte erkennbar, was bei der Interpretation der CMDs beachtet werden muss.

Die Abb. 5.11 oben rechts zeigt das gleiche CMD, wobei die den oben definierten 4 Bereichen der SFH entsprechenden Sternpopulationen nun farblich getrennt dargestellt sind. Hier lässt sich sehr schön beobachten, wie die verschiedenen Strukturen des CMDs aus der SFH folgen. Ein besonderes Augenmerk sei hierbei auf die Phase ruhiger Sternentstehung zwischen 3.1 und 9 Gjr gerichtet (schwarz dargestellt). Man sieht relativ deutlich, dass die dieser Population entsprechenden Bereiche kurz nach Verlassen der Hauptreihe (bei etwa $I = 21$ bis 21.5 mag) schwächer besetzt sind als die älterer oder jüngerer Populationen. Andererseits lässt sich die komplexe Burstabfolge innerhalb der jüngsten Phase der Sternentwicklung (dunkelblau dargestellt) im simulierten CMD nicht ohne weiteres nachvollziehen.

Hieraus ergibt sich die interessante Fragestellung, ob die von Smecker-Hane et al. publizierte SFH eventuell überbestimmt ist, d.h. ob in ihr Details auftauchen, die aus dem CMD in dieser Eindeutigkeit nicht ableitbar sind. Eine präzise Antwort hierauf lässt sich zwar nur mittels quantitativer Analyse der CMDs geben, erste qualitative Einsichten sind jedoch auch schon beim gegenwärtigen frühen Stand der Programmentwicklung möglich.

Zu diesem Zweck wurde die publizierte Sternentstehungsgeschichte künstlich „geglättet“, d.h. die komplexe SFH wurde innerhalb der 4 definierten Phasen jeweils auf einen einzigen Wert der SFR reduziert; dieser Wert wurde so gewählt, dass die Zahl der innerhalb der Phasen entstehenden Sterne jeweils gleich bleibt. Mittels dieser neuen SFH wurde dann ein neues CMD erstellt.

Das Ergebnis zeigt Abb. 5.12. Hier ist in der Mitte das CMD, welches sich aus der geglätteten SFH bei 15 Gjr Galaxienalter ergibt, wiedergegeben. Zu Vergleichszwecken ist links das bereits besprochene CMD, wie es aus der originalen Smecker-Hane SFH folgt, nochmals gezeigt.

Zusätzlich ist rechts ein simuliertes CMD wiedergegeben, welches unter Benutzung der in Kap. 5.2 besprochenen 3-Phasen SFH erstellt wurde. Da die Struktur von CMDs relativ empfindlich von der Metallizität der Sternpopulationen abhängt, wurde hierfür zwecks besserer Vergleichbarkeit mit den beiden anderen abgebildeten CMDs die Metallizität von $Z = 0.008$ auf $Z = 0.004$ erniedrigt; da eine Nachprüfung ergab, dass dies in unserem Fall an den spektrophotometrischen Eigenschaften der Galaxie nicht viel ändert (einige hundertstel *mag* in den Farben), ist dieser Schritt gerechtfertigt.

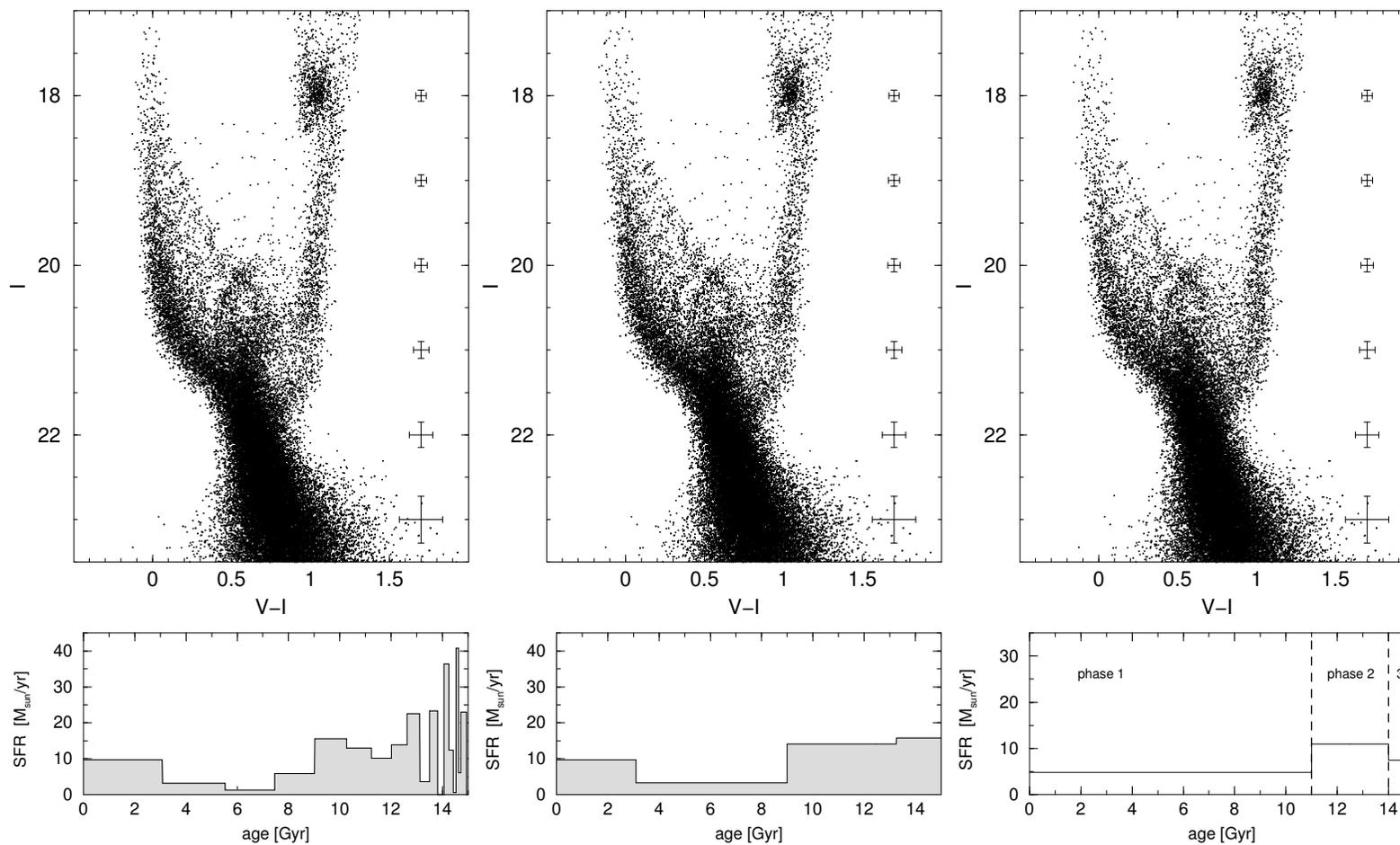


Abb. 5.12: Gegenüberstellung simulierter CMDs bei 15 Gyr Galaxienalter gemäß der SFH von Smecker-Hane et al. (*links*), geglätteter Smecker-Hane et al. - SFH (*mitte*), sowie der SFH des 3-Phasen Szenarios (*rechts*, mit $Z = 0.004$). Anzahl Sterne pro Plot: ca. 50000.

Vergleicht man nun das CMD der geglätteten SFH mit dem aus der originalen Smecker-Hane SFH erzeugten, so ist die Ähnlichkeit in fast allen Bereichen der CMDs so groß, dass sich unser Verdacht auf Überbestimmung der SFH zu bestätigen scheint. Insbesondere der Red Clump weist keinerlei sichtbaren Unterschied auf. Lediglich der obere Teil der Hauptreihe (bei etwa $I = 17$ bis 18 mag) scheint bei der geglätteten SFH etwas stärker besetzt zu sein. Zu beachten ist jedoch, dass Smecker-Hane et al. zur Analyse des beobachteten CMDs zwar den gleichen Isochronensatz verwendet haben, den auch die vorliegende Arbeit benutzt, diesen jedoch, um eine bessere Altersauflösung zu erreichen, in Alter und Metallizität interpoliert hat (vergl. [SCGS02, S. 241]). In den Bereichen des CMDs, welche die zwischen 9 und etwa 13.25 Gjr Galaxienalter entstandene Population repräsentieren (in Abb. 5.11 rot markiert), mag dies den zumindest visuell nicht ausmachbaren Unterschied teilweise erklären; der mangelnde Strukturunterschied der innerhalb des letzten Gigajahres entstandenen Population lässt sich hieraus jedoch nicht erklären, da die Altersauflösung der Isochronen hier genügend groß ist (im Zeitraum zwischen 4 Mjr und 1 Gjr liegen allein 25 der insgesamt 50 Isochronen).

Größer fällt der Unterschied erwartungsgemäß bei einem Vergleich mit dem aus unserer 3-Zonen SFH gewonnenen CMD aus, insbesondere im Bereich alter und mittelalter Populationen: So lässt sich das Fehlen der Phase schwächerer Sternentstehung zwischen 3.1 und 9 Gjr Galaxienentwicklung im Vergleich klar nachvollziehen; auch ist die Hauptreihe im Bereich $I \approx 19 - 21 \text{ mag}$ deutlich schwächer besetzt. In den Zonen des CMDs jedoch, die von der Population junger massereicher Sterne bevölkert werden, also die Hauptreihe für $I \gtrsim 19 \text{ mag}$ sowie die vertikale Struktur an der blauen Seite des Red Clump (vergl. Abb. 5.11, die Struktur ist dort dunkelblau), sind wiederum kaum Unterschiede ausmachbar.

Einer ersten qualitativen Bewertung der simulierten CMDs lässt sich also entnehmen, dass die aus der SFH von Smecker-Hane et al. und geglätteter Smecker-Hane et al. - SFH konstruierten CMDs sehr große Ähnlichkeiten aufweisen, was auf eine Überbestimmung der von Smecker-Hane et al. veröffentlichten SFH hindeutet; abschließend bewertet werden kann dies jedoch noch nicht. Das aus der SFH unseres 3-Zonen-Szenarios erstellte CMD dagegen lässt sich deutlich von den erstgenannten unterscheiden, jedoch *nicht* (oder nur kaum) anhand der jüngeren Populationen.

Dies steht in klarem Gegensatz zu den Ergebnissen, die wir aus Betrachtung der spektrophotometrischen Eigenschaften des integrierten Lichts der Galaxie gewonnen haben: Dort nämlich war es gerade die jüngste Vergan-

genheit der Galaxie, die aufgrund der enormen Helligkeit der dort entstandenen kurzlebigen massereichen Sterne die Unterscheidung verschiedener Sternentstehungsszenarien ermöglichte. Im CMD dagegen sind diese Bereiche zu schwach besetzt, um sinnvoll interpretiert werden können.

Es sei in diesem Zusammenhang jedoch daran erinnert, dass bei Beobachtung aufgelöster Sternpopulationen in einem relativ kurzwelligen Spektralbereich, etwa im U und B - Band, bzw. nach Erstellen des entsprechenden CMDs in $(B, U - B)$ auch die jüngere Vergangenheit gut rekonstruierbar ist; dafür sind dann aber die älteren Populationen nicht mehr auflösbar (vergl. Kap. 4.2). Im vorliegenden Fall eines CMDs in $(I, V - I)$ dagegen gilt, dass jüngere Sternentstehungsereignisse kaum rekonstruierbar sind; der komplexen Burstgeschichte, wie sie die von Smecker-Hane et al. publizierte SFH innerhalb des letzten Gigajahres aufweist, ist also kaum Glauben zu schenken.

5.3.2 Die SFH von Smecker-Hane et al. im integrierten Licht

Wir wollen nun noch einmal auf die spektrophotometrischen Eigenschaften im integrierten Lichtes zurückkommen und untersuchen, inwiefern sich hier die von Smecker-Hane et al. veröffentlichte SFH von den beiden anderen besprochenen Szenarien unterscheiden lassen.

In Abb. 5.13 ist daher, auf gleiche Weise wie in Kap. 5.2, die spektrophotometrische Entwicklung der 3 Szenarien dargestellt (zur Erklärung der Plots vergl. Abb. 5.3 und 5.4 auf Seite 68). Hier kommen wir zu einem etwas anderen Ergebnis als bei einem Vergleich der CMDs.

Es zeigt sich nämlich, dass sich das 3-Phasen-Szenario nun in keinsten Weise von einem Szenario unterscheiden lässt, welches die von Smecker-Hane et al. publizierte SFH benutzt. Die Farben, welche die Modellgalaxien nach 15 Gjr aufweisen, sind in beiden Fällen absolut identisch; gleiches gilt, im betrachteten Spektralbereich, für die Spektren. Letztere unterscheiden sich deutlich erst im UV; am blauen Ende der Spektren lässt sich das bereits erkennen.

Vergleicht man dagegen das Smecker-Hane-Szenario mit dem Szenario, welches die geglättete Smecker-Hane SFH benutzt, so finden sich hier nun Unterschiede: Bei letzterem ist die Galaxie etwas zu blau (in $(B-R)_{HST}$ um messbare 0.1 mag). Ein wesentlicher Grund hierfür ist, dass bei ersterem die Sternentstehungsrate während der letzten 70 Gjr auf Null abfällt, während sie bei der geglätteten Version der SFH bis zuletzt auf einem konstanten Wert bleibt. Dies bestätigt wiederum die Relevanz der Sternentstehung gerade innerhalb der letzten Megajahre im integrierten Licht.

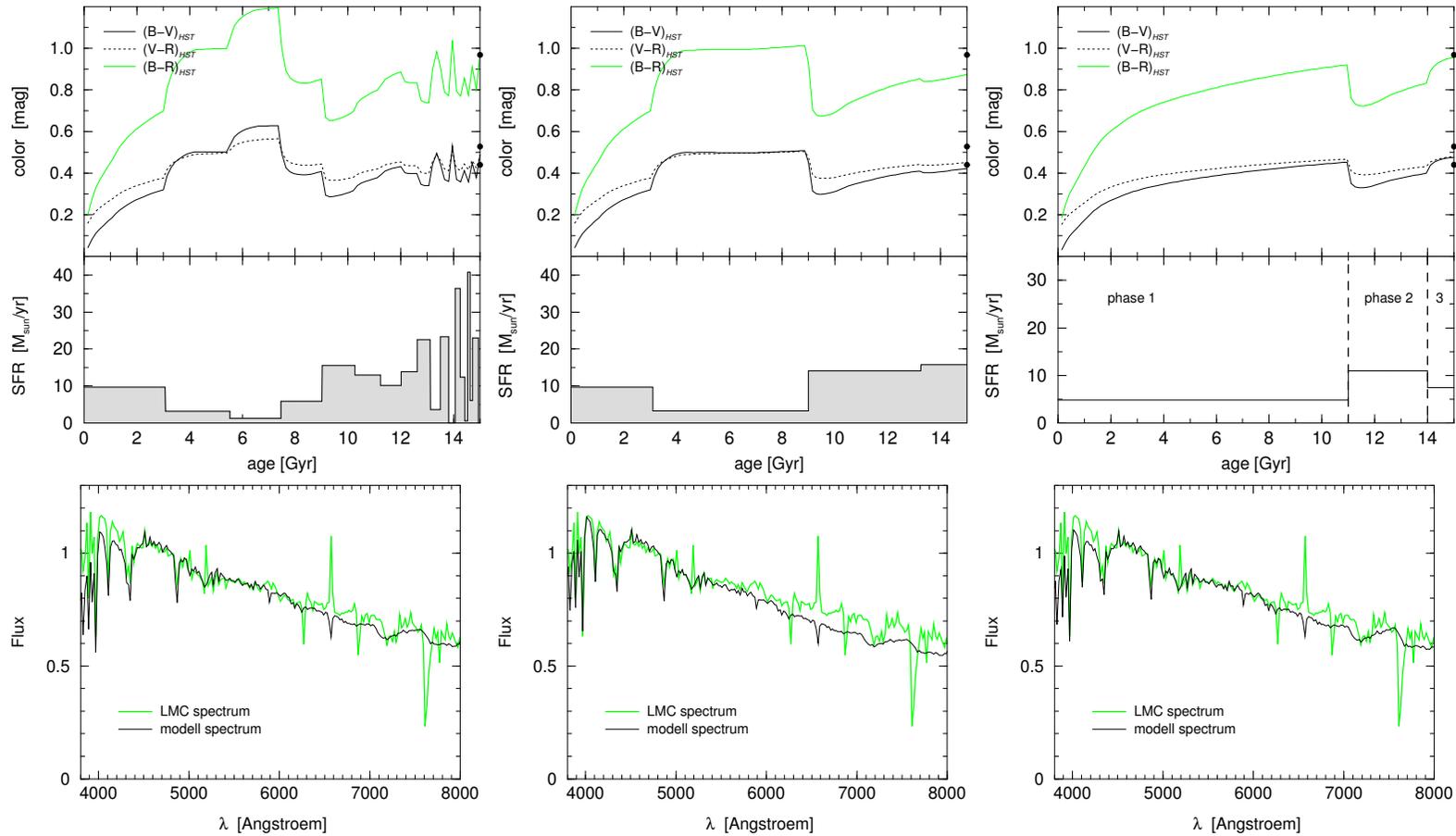


Abb. 5.13: Gegenüberstellung der spektrophotometrischen Entwicklung gemäß Smecker-Hane SFH (**links**), geglätteter Smecker-Hane SFH (**mitte**), sowie der SFH des 3-Phasen Szenarios (**rechts**); vergl. Legende zu Abb. 5.3 und 5.4.

Die Ununterscheidbarkeit des komplexen Szenarios, welches die von Smecker-Hane et al. angegebene SFH benutzt, vom einfachen 3-Zonen-Modell zeigt aber auch auf beeindruckende Weise, wie uneindeutig eine im integrierten Licht gefundene SFH ist, und zwar auch innerhalb des letzten Gigajahres. Dies steht keineswegs im Gegensatz zu unseren bisherigen Ergebnissen; dort hatten wir nämlich lediglich gezeigt, dass sich Änderungen der SFH innerhalb des letzten Gigajahres unterscheiden lassen, solange während der Entwicklungszeit der Galaxie *die Zahl der insgesamt entstehenden Sterne sich nicht ändert*.

Im vorliegenden Fall beträgt zwar das Verhältnis der Zahl der innerhalb der letzten 4 Gjr entstandenen Sterne zu der Zahl der vorher entstandenen bei beiden Szenarien etwa 1 : 1.3 und befindet sich damit ungefähr im Einklang mit bisherigen Forschungsergebnissen, welche im LMC-Durchschnitt 50% der Sterne älter als 4 Gjr sieht (vergl. Kap. 5.1); betrachtet man jedoch das Verhältnis der innerhalb des letzten Gigajahres entstandenen Sternzahl zur Zahl der vorher entstandenen Sterne, so findet man im Falle des 3-Zonen-Szenarios ein Verhältnis von 1 : 11.5, im Falle der SFH von Smecker-Hane et al. jedoch nur ein Verhältnis von 1 : 7.7.

Der in letzterem Falle niedrigere Anteil relativ massearmer roter Sterne, der eigentlich zu einer blauerer Galaxie führen sollte, wird durch den komplexen Verlauf der SFH des letzten Gigajahres ausgeglichen.

5.3.3 Fazit

Wir haben gesehen, dass sich einer ersten qualitativen Bewertung der simulierten CMDs entnehmen lässt, dass die aus der SFH von Smecker-Hane et al. und geglätteter Smecker-Hane et al. - SFH konstruierten CMDs sehr große Ähnlichkeiten aufweisen. Dies deutet auf eine Überbestimmung der von Smecker-Hane et al. veröffentlichten SFH hin.

Das aus der SFH unseres 3-Zonen-Szenarios erstellte CMD dagegen lässt sich deutlich von den erstgenannten unterscheiden, jedoch *nicht* (oder nur kaum) anhand der jüngeren Sternpopulationen.

Letzteres steht in klarem Gegensatz zu den Ergebnissen, die wir aus Betrachtung der spektrophotometrischen Eigenschaften des integrierten Lichts einer Galaxie gewonnen haben: Dort nämlich war es gerade die jüngste Vergangenheit der Galaxie, die aufgrund der enormen Helligkeit der dort entstandenen kurzlebigen massereichen Sterne die Unterscheidung verschiedener Sternentstehungsszenarien ermöglichte. Im CMD dagegen sind diese Bereiche zu schwach besetzt, um sinnvoll interpretiert werden können.

Im integrierten Licht zeigte es sich, dass sich das 3-Phasen-Szenario in keiner Weise von einem Szenario unterscheiden lässt, welches die von Smecker-Hane et al. publizierte komplexe SFH benutzt. Vergleicht man dagegen letzteres mit dem Szenario, welches die geglättete Smecker-Hane et al. - SFH benutzt, so finden sich Unterschiede: Bei letzterem ist die Galaxie etwas zu blau. Dies bestätigt wiederum die Relevanz der Sternenstehung gerade innerhalb der jüngsten Vergangenheit im integrierten Licht.

Die Ununterscheidbarkeit der komplexen SFH von Smecker-Hane et al. vom einfachen 3-Zonen-Modell zeigt aber auch auf beeindruckende Weise, wie *uneindeutig* eine im integrierten Licht gefundene SFH ist, und zwar auch innerhalb des letzten Gigajahres. Der im Fall der SFH von Smecker-Hane et al. niedrigere Anteil relativ massearmer roter Sterne, der eigentlich zu einer blauerer Galaxie als im 3-Zonen-Modell führen sollte, wird durch den spezifischen Verlauf der SFH des letzten Gigajahres ausgeglichen.

Zusammenfassend lässt sich festhalten, dass die Ergebnisse dieses Teilkapitels nochmals den unterschiedlichen und sich in gewisser Weise ergänzenden Charakter von Analysen aus aufgelösten Sternpopulationen (CMDs) einerseits, sowie integriertem Licht (Spektren und Farben) andererseits betonen. Während nämlich die SFH innerhalb des letzten Gigajahres die Farben und Spektren des integrierten Lichtes entscheidend bestimmt, ist diese im CMD kaum eindeutig rekonstruierbar; für die Struktur eines CMDs ist vor allem die Entstehungsgeschichte älterer Populationen entscheidend, wobei die Rekonstruierbarkeit von Einzelheiten der SFH auch hier fraglich bleibt.

Kapitel 6

Zusammenfassung und Diskussion

Ziel dieser Arbeit war es, unterschiedliche Methoden zur Analyse von Sternentstehungsvergangenheiten (Star Formation Historie, SFHs) zu testen und zu vergleichen. Hierbei wurde die theoretisch mögliche Zeitauflösung und Rückblickzeit in Abhängigkeit verschiedener Szenarien der Sternentstehung zum Einen anhand von Spektren und Farben integrierten Lichtes, zum Anderen anhand der Farben-Helligkeits-Diagramme (Color-Magnitude-Diagrams, CMDs) aufgelöster Sternpopulationen untersucht. Die Leitfrage dieser Arbeit lautete dabei, wie lange und wie genau sich verschiedene Sternentstehungsgeschichten mittels dieser verschiedenen Ausgangsdaten unterscheiden lassen.

In Kap. 3 wurde ausführlich die Unterscheidbarkeit verschiedenster Szenarien der Sternentstehung mittels Farben und Spektren integrierten Lichts untersucht.

Dabei kamen wir bezüglich der integrierten Farben zu dem Ergebnis, dass 1-2 Gigajahre nach Ende der letzten erhöhten SFR praktisch *keine* der untersuchten Szenarien voneinander zu unterscheiden sind. Am sensitivsten erwiesen sich dabei B-V und U-V; in R-I ist die Rückblickzeit praktisch gleich Null. Das in V-K aufgrund des Einflusses der TP-AGB Sterne vorhandene Zeitfenster spielt bei einem realen Burstverlauf vermutlich keine Rolle; hier würde sich eine genauere Untersuchung lohnen. Nach spätestens 4 Gjr jedoch weisen alle untersuchten Szenarien in allen untersuchten Bändern nahezu exakt die gleiche Farbe auf.

Zur Begründung dieser Ergebnisse ist festzuhalten, dass sich in den integrierten Farben Burstereignisse vor allem aufgrund der im Burst gebildeten massereichen blauen Sterne unterscheiden lassen; der unterschiedliche Anteil älterer roter Sterne spielt nur eine untergeordnete Rolle. Daher lässt sich die

weiter zurückliegende Geschichte einer Galaxie aufgrund von Farben kaum aufdecken.

Hervorzuheben ist hierbei das nicht erwartete Ergebnis, dass dies auch in V-K, das für langlebige rote Sterne sensitiv sein sollte, nicht möglich ist. Eine längere Rückblickzeit zeigte sich nur in U-V; hier machten sich die in einem Burst gebildeten Sterne im Zeitraum von 1 bis 4 Gigajahre nach Ende des Bursts als Rote Riesen bemerkbar; in Farben roterer Bänder wird der Einfluss dieser Sterne durch dort einflussreichere rote Hauptreihensterne überlagert. Es ist zu erwarten, dass sowohl der Unterschied innerhalb des ersten Gigajahres nach einem Burst, als auch der erwähnte bis 4 Gjr andauernde Einfluss der Roten Riesen bei Farben zunimmt, die ein optisches Band mit einem Band verknüpfen, welches in einem noch kürzeren Spektralbereich liegt als das von uns verwendete U-Band.

Die Untersuchung der integrierten Spektren ergab einen wichtigen Unterschied zu den Ergebnissen der rein photometrischen Betrachtung: Während sich dort unterschiedliche *Stärken* der SFR innerhalb eines Gigajahres noch relativ gut unterscheiden ließen, unterschiedliche *Längen* der Bursts (bei gleicher Stärke) jedoch nicht, so ist dies in den Spektren genau umgekehrt: Eine genauere Untersuchung der Spektallinien ergab nämlich, dass die Tiefe einzelner Linien nicht so sehr die absolute *Stärke* der vergangenen SFR anzeigt, sondern vielmehr direkt mit der *Menge* der in der Vergangenheit gebildeten Sterne korreliert ist. So lässt sich etwa anhand der CaII K - Linie aufgrund der langen Lebensdauer der diese Linie vor allem erzeugenden Sterne nicht unterscheiden zwischen einem Burstszenario und einem Szenario, welches über einen längeren Zeitraum eine lediglich moderate Erhöhung der Sternentstehungsrate aufweist, *solange in beiden Szenarien innerhalb der Lebensdauer der linienerzeugenden Sterne entsprechenden Rückblickzeit insgesamt gleich viele Sterne entstehen*. Umgekehrt lässt sich aus der stärkeren Ausprägung einer Linie im Vergleich mit einer anderen Galaxie nicht unbedingt auf heftigere Sternentstehung schließen, da der gleiche Effekt auch durch längere Dauer einer gleich hohen SFR erreichbar ist.

Da verschiedene Linien jedoch für unterschiedliche Rückblickzeiten sensibel sind, lässt sich einer entsprechenden Kombination verschiedener Linienmessungen unter Umständen durchaus brauchbare Informationen über die SFH einer Galaxie entnehmen. Wir haben gesehen, dass sich hierbei die CaII K - Linie als Indikator für die Menge der über einen recht langen Zeitraum (bis 6 Gjr) entstandenen Sterne eignet, während die MgII - Linien Informationen über die Menge der in jüngerer Vergangenheit (bis 2 Gjr) entstandenen Sterne liefert, die Balmerlinien sogar nur über die vor wenig mehr als $\frac{1}{2}$ Gjr

entstandenen Sterne.

Hervorzuheben ist jedoch, dass sich die Rückblickzeit, in der sich verschiedene Szenarien noch unterscheiden lassen, auch unter Zuhilfenahme spektraler Linienfeatures nicht wesentlich vergrößern lässt. Hier wie in den Farben gleichen sich die untersuchten Szenarien spätestens 4 Gjr nach Ende des unterschiedlichen Verlaufs der SFH so sehr, dass etwaige im Modell erkennbare Unterschiede in der Praxis kaum verwertbar sein dürften. Innerhalb dieses Zeitrahmens jedoch sind die Unterschiede in den Spektren deutlicher als bei ausschließlicher Betrachtung von Farben.

Kap. 4 beschäftigte sich zunächst allgemein mit den speziellen Eigenschaften von CMDs; anschließend wurde die Leistungsfähigkeit von CMDs zur Aufdeckung der SFH einer Galaxie in Abhängigkeit der benutzten Band/Farbkombination sowie der Rückblickzeit präsentiert.

Hierbei kamen wir zu dem Ergebnis, dass sich bei den untersuchten Szenarien relativ moderater Bursts, die in einem zeitlichen Abstand von 2 Gjr erfolgen, die Rückblickzeit im Vergleich zu den Spektren und Farben integrierten Lichts nicht wesentlich erhöhen lässt; der genaue Verlauf der SFH lässt sich innerhalb dieser etwa 4 Gjr umfassenden Rückblickzeit erwartungsgemäß jedoch eindeutiger rekonstruieren.

In unseren Simulationen zeigte sich hierbei der Abknickpunkt der Hauptreihe (MS-TOP) als wichtigster Indikator vergangener (aber nicht jüngster) Sternentstehung; der wesentlich hellere Red Clump dagegen war hierzu nur innerhalb einer Rückblickzeit von höchstens einem Gigajahr brauchbar.

Als wichtigstes *praktisches* Ergebnis unserer Untersuchungen lassen sich die Faktoren festhalten, die bei festem zeitlichen Abstand zweier Bursts die Rekonstruierbarkeit der SFH im CMD beeinflussen:

Liegen die Burstereignisse in fernerer Vergangenheit, so sind die limitierenden Faktoren einerseits der mit zunehmendem Alter der Populationen aufgrund des leuchtschwächer werdenden MS-TOPs zunehmende Beobachtungsfehler, andererseits die gleichzeitig abnehmende Zeitauflösung der Isochronen. Will man solche alten Burstereignisse rekonstruieren, so empfiehlt sich die Verwendung möglichst roter Bänder, da hierdurch das Problem des Beobachtungsfehlers verkleinert wird (die alten roten Populationen sind hier leuchtkräftiger).

Will man dagegen die SFH innerhalb des letzten halben Gigajahres, also die jüngste Vergangenheit der Galaxie aufklären, so empfiehlt sich hier die Benutzung möglichst blauer Bänder, da die von den massereichen Sternen gebildeten Blue-Loop Strukturen hier einerseits besser aufgelöst sind, ande-

rerseits ein größerer Anteil der jungen blauen Sterne im CMD überhaupt sichtbar ist. Das größte Problem ist hier nämlich die mangelnde Besetzungsdichte der von diesen massereichen Sternen gebildeten Strukturen im CMD; die MS-TOPs lassen sich hier kaum noch nutzen.

Bei fester Rückblickzeit ist die Verwendbarkeit von CMDs zur Aufklärung der SFH also vor allem auch eine Funktion der verwendeten Bänder, und zwar in Abhängigkeit des aufzuklärenden Altersbereiches.

Nach diesen theoretischen Vorarbeiten wurden in Kap. 5 schließlich die Ergebnisse der letzten beiden Kapitel am Beispiel eines Sternfeldes der LMC, für das sowohl ein integriertes Spektrum vorlag als auch eine *HST*-Aufnahme der aufgelösten Sternpopulation, erweitert und die SFH, die Smecker-Hane et al. aus einer Analyse des CMDs dieses Feldes gewonnen haben und in [SCGS02] präsentieren, kritisch untersucht.

Bezüglich des integrierten Spektrums ist zu beachten, dass es nur den visuellen Spektralbereich zwischen 380 und 800 nm erfasst; entsprechend konnten nur drei im visuellen Spektralbereich liegende Bänder (B_{HST} , V_{HST} , und R_{HST}) zum Vergleich mit unseren Modellen benutzt werden.

Dabei kamen wir zu dem Ergebnis, dass die daraus gewonnenen Farben bereits mit einer sehr einfachen SFH rekonstruierbar sind, welche sich aus nur drei Phasen der Sternentstehung zusammensetzt; die drei gewählten Phasen entsprechen dabei Rückblickzeiten bis 1 (Phase 3), bis 4 (Phase 2), bzw. bis 15 Gjr (Phase 1) in die Vergangenheit der Galaxie.

In den Spektren zeigten sich dagegen größere Abweichungen. Bei weiteren Untersuchungen zeigte es sich, dass, ausgehend von unserem 3-Phasen-Szenario, zur erfolgreichen Simulation des beobachteten Spektrums der Anteil alter roter Sterne erhöht werden müsste; andererseits müsste auch der Anteil junger oder sehr junger Sterne erhöht werden, um Übereinstimmung am blauen Ende des Spektrums zu erreichen. Ein erfolgreicher Kompromiss konnte hierbei nicht gefunden werden. Zu bemerken ist jedoch, dass jeder Versuch eines Fits, der die Farben erfolgreich reproduzierte, zu Spektren führte, die dem des 3-Phasen-Szenarios sehr ähnlich sind.

Im Anschluss an diese Untersuchung des integrierten Lichtes des LMC-Feldes untersuchten wir die Sternentstehungsgeschichte, die Smecker-Hane et al. aus einer Untersuchung der aufgelösten Sternpopulation dieses Feldes bzw. einer Analyse des daraus gewonnenen CMDs in $(I, V - I)$ gewonnen haben, und zwar zunächst anhand von CMDs, welche diese SFH als Ausgangspunkt nehmen, und dann auch im integrierten Licht.

Dabei ließ sich einer ersten qualitativen Bewertung der simulierten CMDs

entnehmen, dass das mittels der SFH von Smecker-Hane et al. simulierte CMD sehr große Ähnlichkeiten aufweist zu einem CMD, welches mittels einer SFH gewonnen wurde, welche die komplexe SFH von Smecker-Hane et al. „glättet“, d.h. in ihren Einzelheiten deutlich vereinfacht; am stärksten war die Vereinfachung hierbei innerhalb der SFH des letzten Gigajahres.

Diese mangelnde Unterscheidbarkeit deutet auf eine Überbestimmung der von Smecker-Hane et al. veröffentlichten SFH hin.

Das aus der SFH unseres 3-Zonen-Szenarios erstellte CMD dagegen lässt sich deutlich von den erstgenannten unterscheiden, jedoch *nicht* (oder nur kaum) anhand der jüngeren Sternpopulationen.

Letzteres steht in klarem Gegensatz zu den Ergebnissen, die wir aus Betrachtung der spektrophotometrischen Eigenschaften des integrierten Lichts einer Galaxie gewonnen haben: Dort nämlich war es gerade die jüngste Vergangenheit der Galaxie, die aufgrund der enormen Helligkeit der dort entstandenen kurzlebigen massereichen Sterne die Unterscheidung verschiedener Sternentstehungsszenarien ermöglichte. Im CMD dagegen sind diese Bereiche zu schwach besetzt, um sinnvoll interpretiert werden können.

Bei Betrachtung der obigen Szenarien im integrierten Licht zeigte es sich, dass sich das 3-Phasen-Szenario in keinsten Weise von dem Szenario unterscheiden lässt, welches die von Smecker-Hane et al. publizierte komplexe SFH benutzt. Vergleicht man dagegen letzteres mit dem Szenario, welches die „geglättete“ Smecker-Hane et al. - SFH benutzt, so finden sich Unterschiede: Bei letzterem ist die Galaxie etwas zu blau. Dies bestätigt wiederum die Relevanz der Sternentstehung gerade innerhalb der jüngsten Vergangenheit im integrierten Licht.

Die Ununterscheidbarkeit der komplexen SFH von Smecker-Hane et al. vom einfachen 3-Zonen-Modell zeigt aber auch auf beeindruckende Weise, wie *uneindeutig* eine im integrierten Licht gefundene SFH ist, und zwar auch innerhalb des letzten Gigajahres. Der im Fall der SFH von Smecker-Hane et al. niedrigere Anteil relativ massearmer roter Sterne, der eigentlich zu einer blauerer Galaxie als im 3-Zonen-Modell führen sollte, wird hier durch den spezifischen Verlauf der SFH des letzten Gigajahres ausgeglichen.

Zusammenfassend lässt sich festhalten, dass die Ergebnisse der vorliegenden Arbeit einen unterschiedlichen und sich in gewisser Weise ergänzenden Charakter von Analysen aus aufgelösten Sternpopulationen (CMDs) einerseits, sowie integriertem Licht (Spektren und Farben) andererseits betonen. Während nämlich die SFH innerhalb des letzten Gigajahres die Farben und Spektren des integrierten Lichtes entscheidend bestimmt, ist diese im CMD

kaum eindeutig rekonstruierbar; für die Struktur eines CMDs ist vor allem die Entstehungsgeschichte älterer Populationen entscheidend, wobei die Rekonstruierbarkeit von Einzelheiten der SFH auch hier fraglich bleibt.

Allgemein erwarten wir jedoch, dass eine quantitative Analyse von Sternzahlen an verschiedenen Stellen der CMDs noch etwas detailliertere Rückschlüsse auf die SFH ermöglicht als eine rein qualitative Betrachtung bzw. ein nur visueller Vergleich, wie er in dieser Arbeit durchgeführt wurde. Eine verbesserte Zeitauflösung der Isochronen würde zudem zu deutlich verbesserter Auflösbarkeit der SFH und insbesondere auch einer Erweiterung der Rückblickzeit führen. Dies ließe sich z.B. mittels Interpolation der vorhandenen Isochronen erreichen. Eine Ergänzung der Isochronen mit dem Horizontal Branch - Stadium sehr alter massearmer Sterne würde unter Umständen die Rekonstruierbarkeit der SFH sehr großer Alter erleichtern bzw. überhaupt erst ermöglichen.

Wir erwarten zudem, dass kombinierte Analysen von CMDs bei kurzen, mittleren und langen Wellenlängen eine bessere Einschränkung für die relativen Anteile junger, mittelalter und alter Sternpopulation gibt und ferner auch Aufschluss über Metallizitätsunterschiede zwischen den unterschiedlich alten Populationen liefern könnte.

Aus demselben Grund liefern Untersuchungen des integrierten Spektrums bzw. der integrierten Farben umso mehr Informationen über die SFH, je weiter das Spektrum in den kurz- bzw. langwelligen Spektralbereich reicht. Aufgrund der unterschiedlichen Charakteristik der Informationen, die sich einerseits aus integrierten Farben, andererseits aus integrierten Spektren, insbesondere einzelner Spektrallinien erhalten lassen, erwarten wir zudem, dass sich aus einer Kombination von Farbmessungen (insbesondere bei Verwendung kurzwelliger Bänder) sowie der Kombination von Messungen verschiedener Spektrallinien, die für jeweils unterschiedlich alte Sternpopulationen sensibel sind, vielfältige Aufschlussmöglichkeiten über die SFH wenigstens der letzten 3-4 Gjr erreichen lassen.

Kapitel 7

Ausblick

In Kap. 1 wurde bereits beschrieben, dass diese Arbeit in eine internationale Kollaboration eingebettet ist, deren Ziel es ist, unterschiedliche Methoden zur Analyse von Sternentstehungsvergangenheiten anhand eines ausgesuchten Sternfeldes im Balken der LMC zu testen und zu vergleichen.

Im Rahmen dieses Projektes wird es voraussichtlich im März 2003 ein Arbeitstreffen geben, auf welchem die Ergebnisse der beteiligten Gruppen ausgetauscht und diskutiert werden. Dort sollen auch verschiedene wissenschaftliche Veröffentlichungen vorbereitet werden, welche am Ende geschlossen in einer wissenschaftlichen Publikation erscheinen sollen.

Eine dieser Veröffentlichungen wird das Projekt allgemein beschreiben sowie nähere Informationen zu Beobachtung und Reduktion des integrierten Spektrums des LMC-Feldes geben. Ferner wird jede der beteiligten Gruppen ein Paper erstellen, welches die jeweils angewandte Analysemethode (Evolutions- und Populationssynthese bzw. CMD-Analyse) sowie die gewonnenen Ergebnisse beschreibt. Eine weitere Veröffentlichung wird sodann die Ergebnisse kritisch miteinander vergleichen und sich mit Vor- und Nachteilen der verschiedenen Methoden beschäftigen. Die vorliegende Arbeit hat mit ihrem deutlich über die Vorgaben des beschriebenen Projektes hinausgehenden Umfang der Untersuchung vermutlich einige Ergebnisse dieses kritischen Vergleichs bereits vorweggenommen.

Ein wichtiger Ertrag dieser Arbeit wird daher neben der Erstellung der Veröffentlichung, die unsere Ergebnisse bezüglich des integrierten Lichtes des LMC-Feldes darstellt, die konstruktive Mitarbeit an der Erstellung dieses Vergleichspapers sein. Wir erwarten zudem, dass die Ausarbeitung dieser Veröffentlichung auf dem erwähnten Treffen wichtige neue Impulse für die Fortführung und Präzisierung des in dieser Arbeit begonnenen gibt.

Schon jetzt lässt sich einiges festhalten, was sich als zukünftige Forschungsvorhaben lohnt, in unserer Arbeitsgruppe angegangen zu werden.

Bezüglich der Untersuchung integrierten Lichts steht vor allem noch eine genauere Ausarbeitung des Verhaltens von Spektrallinien in Abhängigkeit verschiedener Sternentstehungsgeschichten aus. Was bisher fehlt, ist eine quantitative Erfassung der Äquivalentbreiten der Linien sowie insbesondere eine Untersuchung der Äquivalentbreitenverhältnisse verschiedener Linien. Die Erfassung von letzterem würde unter Umständen anhand eines beobachteten Spektrums *direkte Rückschlüsse* auf die SFH der zu Grunde liegenden Sternpopulation erlauben, wohingegen vorliegende Untersuchung ja immer nur verschiedene Modelle miteinander vergleichen konnte.

Lohnenswert ist auch die weitere Ausarbeitung unserer Methode zur Erstellung und Untersuchung simulierter CMDs. Wie mehrfach erwähnt, steht der diesbezügliche Algorithmus noch am Anfang seiner Entwicklung. Insbesondere die Anwendung von Methoden zur quantitativen Beurteilung des Unterschiedes zweier CMDs, etwa mittels Besetzungszahlverhältnissen ausgesuchter Zonen des Diagramms, steht noch aus. Ferner haben wir gesehen, dass ein entscheidender Faktor der Rekonstruierbarkeit vergangener Sternentstehung die Zeitauflösung der benutzten Isochronen darstellt. Hier könnten mittels Interpolation der Isochronen zusätzliche Zeit- und auch Massenschritte gewonnen werden. Eine weitere noch ausstehende Verbesserung betrifft eine realistischere Simulation von Beobachtungsfehlern.

Bezüglich noch ausstehender Untersuchungen mittels simulierter CMDs ist vor allem der noch gar nicht berücksichtigte Einfluss der Metallizität auf die Struktur von CMDs zu erwähnen. Eine genauere Untersuchung der allgemein als problematisch angesehenen Alters-Metallizitäts-Entartung wäre sicher aufschlussreich. Mittels der Möglichkeit unseres Evolutionssynthesecodes, chemisch-konsistente Rechnungen durchzuführen, ließen sich zudem Auswirkungen der zeitlichen Entwicklung der Metallizität im CMD verfolgen.

Abbildungsverzeichnis

3.1	<i>Photometrischer Vergleich der Szenarien 1, 2 und 0</i>	19
3.2	<i>Photometrische Entwicklung eines „realistischen“ Bursts in V-K</i>	20
3.3	<i>Photometrischer Vergleich der Szenarien 1, 3, 4 und 0</i>	22
3.4	<i>Photometrischer Vergleich der Szenarien 7, 5, 6 und 0</i>	23
3.5	<i>Photometrischer Vergleich der Szenarien 1, 5, 6 und 0</i>	24
3.6	<i>Spektrophotometrischer Vergleich der Szenarien 0 und 3</i>	26
3.7	<i>Spektrophotometrischer Vergleich der Szenarien 4 und 3</i>	28
3.8	<i>Relative Differenz der Spektren der Szenarien 0 und 3 bzw. 4 und 3</i>	31
4.1	<i>CMDs einer SSP in (I,V-I) nach 160 Mjr, 2 Gjr und 10 Gjr mit Isochronen; zusätzlich: 1σ-Fehler</i>	41
4.2	<i>CMD einer Galaxie in (I,V-I) konstanter SFR nach 5 Gjr, sowie alle verfügbaren Isochronen bis 5 Gjr Alter</i>	42
4.3	<i>Wie Abb.4.2, aber mit farblicher Kennzeichnung dreier ver- schiedener Altersbereiche</i>	44
4.4	<i>CMDs in (B,U-B) nach 2.4, 3 und 4 Gyr</i>	47
4.5	<i>CMDs in (B,U-B) nach 5, 6 und 10 Gyr</i>	48
4.6	<i>CMDs in (V,B-V) nach 2.4, 3 und 4 Gyr</i>	49
4.7	<i>CMDs in (V,B-V) nach 5, 6 und 10 Gyr</i>	50
4.8	<i>CMDs in (I,V-I) nach 2.4, 3 und 4 Gyr</i>	51
4.9	<i>CMDs in (I,V-I) nach 5, 6 und 10 Gyr</i>	52
4.10	<i>CMDs in (K,V-K) nach 2.4, 3 und 4 Gyr</i>	53
4.11	<i>CMDs in (K,V-K) nach 5, 6 und 10 Gyr</i>	54

4.12	<i>CMDs in (B,U-B) sowie (V,B-V) nach 2.4 Gjr (Szenario A) mit Isochronen</i>	57
4.13	<i>CMDs in (I,V-I) sowie (K,V-K) nach 2.4 Gjr (Szenario A) mit Isochronen</i>	58
4.14	<i>Darstellung der von den benutzten Isochronen geleisteten Zeitauf- lösung des Szenario A in Abhängigkeit vom Galaxienalter</i>	59
5.1	<i>Optisches Bild des Balkens der LMC mit Markierung der un- gefähren Lage des untersuchten Feldes</i>	64
5.2	<i>Das integrierte Spektrum des LMC-Feldes mit den verwen- deten Filterfunktionen</i>	67
5.3	<i>Photometrische Entwicklung für eine einfache SFH (3-Phasen- Szenario)</i>	68
5.4	<i>Das zu Abb.5.3 gehörende Spektrum</i>	68
5.5	<i>Anteil der drei Phasen am Gesamtspektrum des 3-Phasen- Szenarios</i>	70
5.6	<i>Variationen des 3-Phasen-Szenarios</i>	74
5.7	<i>Die zu Abb.5.6 gehörenden Spektren</i>	75
5.8	<i>Weitere Variationen des 3-Phasen-Szenarios</i>	76
5.9	<i>Die zu Abb.5.8 gehörenden Spektren</i>	77
5.10	<i>CMD des LMC-Feldes, erstellt mittels HST-Aufnahme</i>	79
5.11	<i>Simuliertes CMD gemäß Smecker-Hane SFH</i>	81
5.12	<i>Gegenüberstellung simulierter CMDs gemäß Smecker-Hane SFH, geglätteter Smecker-Hane SFH, sowie 3-Phasen SFH</i>	83
5.13	<i>Gegenüberstellung der spektrophotometrischen Entwicklung ge- mäß Smecker-Hane SFH, geglätteter Smecker-Hane SFH, so- wie 3-Phasen SFH</i>	86

Literaturverzeichnis

- [AAB⁺82] L. H. Aller, I. Appenzeller, B. Baschek, H. W. Duerbeck, T. Herczeg, E. Lamla, E. Meyer-Hofmeister, T. Schmidt-Kaler, M. Scholz, W. Seggewiss, W. C. Seitter, and V. Weidemann. *Landolt-Börnstein: Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology*. New Series, Gruppe/Group 6 Astronomy and Astrophysics, Volume 2, Schaifers/Voigt: Astronomy and Astrophysics / Astronomie und Astrophysik, Stars and Star Clusters / Sterne und Sternhaufen. Springer-Verlag Berlin Heidelberg New York, 1982.
- [AGF⁺02] D. Alloin, C. Gallart, E. Fleurence, E. Pompei, D. Raimann, U. Fritze-Von Alvensleben, and S. Yi. Deriving Star Formation Histories: Evolutionary or Population Synthesis Codes versus Color-Magnitude Diagrams. *Astrophysics and Space Science*, 281:109–113, 2002.
- [BB88] M. S. Bessell and J. M. Brett. JHKLM photometry - Standard systems, passbands, and intrinsic colors. *Astronomical Society of the Pacific, Publications*, 100:1134–1151, September 1988.
- [BBC⁺94] G. Bertelli, A. Bressan, C. Chiosi, F. Fagotto, and E. Nasi. Theoretical isochrones from models with new radiative opacities. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 106:275–302, August 1994.
- [Bes90] M. S. Bessell. UBVRI passbands. *Astronomical Society of the Pacific, Publications*, 102:1181–1199, October 1990.
- [Bic01] J. Bicker. Galaxientransformationen in Galaxienhaufen: Photometrische Modelle. Master's thesis, Georg-August-Universität Göttingen, 2001.

- [BK78] R. Buser and R. L. Kurucz. A systematic investigation of multi-color photometric systems. III. Theoretical UBV colors and the temperature scale for early-type stars. *Astronomy and Astrophysics*, 70:555–563, November 1978.
- [CCM89] J. A. Cardelli, G. C. Clayton, and J. S. Mathis. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. *Astrophysical Journal*, 345:245–256, October 1989.
- [GCBB95] L. Girardi, C. Chiosi, G. Bertelli, and A. Bressan. Age distribution of LMC clusters from their integrated UBV colors: history of star formation. *Astronomy and Astrophysics*, 298:87–+, June 1995.
- [GHM⁺98] M. C. Geha, J. A. Holtzman, J. R. Mould, J. S. Gallagher, A. M. Watson, A. A. Cole, C. J. Grillmair, K. R. Stapelfeldt, G. E. Ballester, C. J. Burrows, J. T. Clarke, D. Crisp, R. W. Evans, R. E. Griffiths, J. J. Hester, P. A. Scowen, J. T. Trauger, and J. A. Westphal. Stellar Populations in Three Outer Fields of the Large Magellanic Cloud. *Astronomical Journal*, 115:1045–1056, March 1998.
- [GSF94] L. T. Gardiner, T. Sawa, and M. Fujimoto. Numerical Simulations of the Magellanic System - Part One - Orbits of the Magellanic Clouds and the Global Gas Distribution. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, 266:567–+, February 1994.
- [HGC⁺99] J. A. Holtzman, J. S. Gallagher, A. A. Cole, J. R. Mould, C. J. Grillmair, G. E. Ballester, C. J. Burrows, J. T. Clarke, D. Crisp, R. W. Evans, R. E. Griffiths, J. J. Hester, J. G. Hoessel, P. A. Scowen, K. R. Stapelfeldt, J. T. Trauger, and A. M. Watson. Observations and Implications of the Star Formation History of the Large Magellanic Cloud. *Astronomical Journal*, 118:2262–2279, November 1999.
- [Lan99] A. Lançon. A critical look at the role of AGB stars in stellar population synthesis. In *IAU Symp. 191: Asymptotic Giant Branch Stars*, volume 191, pages 579+, 1999.
- [LCB97] T. Lejeune, F. Cuisinier, and R. Buser. Standard stellar library for evolutionary synthesis. I. Calibration of theoretical spectra. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 125:229–246, October 1997.

- [LCB98] T. Lejeune, F. Cuisinier, and R. Buser. A standard stellar library for evolutionary synthesis. II. The M dwarf extension. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 130:65–75, May 1998.
- [LMBG98] R. E. Luck, T. J. Moffett, T. G. Barnes, and W. P. Gieren. Magellanic Cloud Cepheids - Abundances. *Astronomical Journal*, 115:605+, February 1998.
- [Ols99] K. A. G. Olsen. Star Formation Histories from Hubble Space Telescope Color-Magnitude Diagrams of Six Fields of the Large Magellanic Cloud. *Astronomical Journal*, 117:2244–2267, May 1999.
- [PSG⁺02] A. E. Piatti, A. Sarajedini, D. Geisler, E. Bica, and J. J. Clariá. Constraining the LMC cluster age gap: Washington photometry of NGC 2155 and SL 896 (LW 480). *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, 329:556–566, January 2002.
- [RSZ01] R. M. Rich, M. M. Shara, and D. Zurek. New Photometry for the Intermediate-Age Large Magellanic Cloud Globular Cluster NGC 2121 and the Nature of the LMC Age Gap. *Astronomical Journal*, 122:842–848, August 2001.
- [Sal55] E. E. Salpeter. The Luminosity Function and Stellar Evolution. *Astrophysical Journal*, 121:161–+, January 1955.
- [SAMF02] J. Schulz, U. F. Alvensleben, C. S. Möller, and K. J. Fricke. Spectral and photometric evolution of simple stellar populations at various metallicities. *Astronomy and Astrophysics*, 392:1–11, September 2002.
- [Sca86] J. M. Scalo. The stellar initial mass function. *Fundamentals of Cosmic Physics*, 11:1–278, May 1986.
- [SCGS02] T. A. Smecker-Hane, A. A. Cole, J. S. Gallagher, and P. B. Stetson. The Star Formation History of the Large Magellanic Cloud. *Astrophysical Journal*, 566:239–244, February 2002.
- [Sch01] J. Schulz. Evolution von Galaxien mit unterschiedlichen Bulge- und Scheiben-Anteilen im Vergleich mit Beobachtungen. Master's thesis, Georg-August-Universität Göttingen, 2001.

- [SFD98] D. J. Schlegel, D. P. Finkbeiner, and M. Davis. Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds. *Astrophysical Journal*, 500:525–+, June 1998.
- [Tin80] B. M. Tinsley. Evolution of the Stars and Gas in Galaxies. *Fundamentals of Cosmic Physics*, 5:287–388, 1980.
- [vdB00] S. van den Bergh. *The galaxies of the Local Group*. Cambridge Astrophysics Series, vol. no. 35. Cambridge University Press, 2000.
- [Wes97] B. E. Westerlund. *The Magellanic Clouds*. Cambridge Astrophysics Series, vol. no. 29. Cambridge University Press, 1997.

Danksagung

Ich möchte Herrn Prof. Dr. Klaus J. Fricke sehr für die Ermöglichung und Förderung meiner Diplomarbeit danken. Er zeigte stets großes Interesse an meiner Arbeit.

Frau PD Dr. Uta Fritze - von Alvensleben möchte ich ganz besonders danken für ihre hervorragende Betreuung, ihre stete Hilfsbereitschaft und die freundliche Atmosphäre, die positiv auf die ganze Arbeitsgruppe zurückwirkte.

Ferner möchte ich mich bei Jens Bicker, Peter Anders und Dr. Peter Weilbacher, den anderen Mitgliedern der „Galaxienentwicklungsgruppe“ bedanken. In zahlreichen Gesprächen und Diskussionen konnten viele Probleme gelöst und Fragen geklärt werden. Dr. Peter Weilbacher möchte ich hier noch einmal für das Entröten des LMC-Spektrums danken.

Auch bei allen anderen Mitarbeiterinnen und Mitarbeitern der Sternwarte danke ich mich für das angenehme Arbeitsklima. Insbesondere danke ich Kai Noeske, der als dritter neben Jens und Peter A. für eine angenehme Atmosphäre in unserem Büro sorgte und für Fragen aller Art stets aufgeschlossen war, ferner Ingo Berentzen für seine Hilfe bei Computer- und Programmierproblemen aller Art, Jörg Huber für Diskussionen aller Art, Matthias Grott für viele Kaffeepausen, Matthias Zetzl für Hilfe bei Programmierproblemen und schließlich Polichronis Papaderos für sein lebhaftes Interesse an meiner Arbeit.

Ganz besonders danke ich auch meinen Eltern, die mir ein langes Studium ermöglicht haben.

Die Simulationen wurden auf einem Linux-PC der Universitätssternwarte Göttingen durchgeführt.

Die vorliegende Arbeit wurde mit \LaTeX erstellt.